

Dissertação de Mestrado

**CLASSIFICAÇÃO ESPECTRAL E
DETERMINAÇÃO DE DISTÂNCIA DE
ESTRELAS EM DEZ REGIÕES H II DO
HEMISFÉRIO SUL**

Marcio do Carmo Pinheiro

PPGFísica

Santa Maria, RS, Brasil

2009

Livros Grátis

<http://www.livrosgratis.com.br>

Milhares de livros grátis para download.

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA MARIA
Programa de Pós-Graduação em Física

**CLASSIFICAÇÃO ESPECTRAL E
DETERMINAÇÃO DE DISTÂNCIA DE
ESTRELAS EM DEZ REGIÕES H II DO
HEMISFÉRIO SUL ‡**

Marcio do Carmo Pinheiro

Dissertação realizada sob a orientação do Prof. Dr. Marcus Vinicius Fontana Copetti, apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física da USFM, em preenchimento parcial dos requisitos para a obtenção do grau de Mestre em Física.

Santa Maria, RS, Brasil
2009

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

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA MARIA
CENTRO DE CIÊNCIAS NATURAIS E EXATAS
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

A Comissão Examinadora, abaixo assinada,
aprova a Dissertação de Mestrado

**CLASSIFICAÇÃO ESPECTRAL E DETERMINAÇÃO DE
DISTÂNCIA DE ESTRELAS EM DEZ REGIÕES H II DO
HEMISFÉRIO SUL**

elaborada por
Marcio do Carmo Pinheiro

como requisito parcial para obtenção do grau de
Mestre em Física

COMISSÃO EXAMINADORA:

Marcus Vinicius Fontana Copetti, Dr.
(Orientador)

Roberto Pereira Ortiz, Dr. (USP)

Alex André Schmidt, Dr. (UFSM)

Santa Maria, 11 de Março de 2009.

Dedicatória

*Ao meu pai, por ter me ensinado a lutar
e a ter confiança de que os resultados viriam;*

Aos meus irmãos, pela confiança sempre demonstrada;

*À memória de minha mãe e minhas avós...
jamais as esquecerei.*

Agradecimentos

Agradeço a todas as pessoas que de alguma maneira contribuíram para a realização deste trabalho e, em particular,

- ao meu orientador, professor Dr. Marcus V. F. Copetti, pelos ensinamentos não apenas sobre astrofísica, mas também sobre física geral, matemática, língua inglesa e língua portuguesa. Obrigado por sua amizade;
- aos demais professores do Laboratório de Análise Numérica e Astrofísica;
- ao professor Dr. Celso A. M. da Silva;
- ao professor Ms. João Carlos Denardin;
- aos professores do Curso de Pós-Graduação em Física;
- aos professores do Curso de Física;
- aos colegas de sala Aline, David, Igor e Vinicius;
- ao meu pai Enio Pereira Pinheiro, pela confiança e incentivo constante;
- aos meus irmãos Roberto, Eliana e Marlizi, por cuidarem de nosso pai enquanto me mantive dedicado ao curso e por sempre confiarem em meu sucesso nesta caminhada que segue;
- ao Mestrando Jeferson Coutinho, amigo para todas horas;
- aos demais colegas do Curso de Pós-Graduação em Física;
- aos ex-colegas do curso de Física;
- aos ex-colegas de apartamento Edenilson, Josemar, Caitano, Jonas, Rafael, Marcelo. Obrigado por sua amizade.

*“Nunca se vence uma guerra lutando sozinho
Você sabe que a gente precisa entrar em contato
Com toda essa força contida e vive guardada
O eco de suas palavras não repercutem em nada
É sempre mais fácil achar que a culpa é do outro
Evita o aperto de mão dum possível aliado
Convence as paredes do quarto e dorme tranquilo
Sabendo no fundo do peito que não era nada daquilo
Coragem, coragem, se o que você quer é aquilo que pensa e faz
Coragem, coragem, eu sei que você pode mais!”*

Por Quem os Sinos Dobram – Raul Seixas (1979)

Resumo

Com o objetivo de determinar distâncias de regiões HII Galácticas observáveis no Hemisfério Sul, realizamos observações espectroscópicas e fotométricas do conteúdo estelar de um conjunto desses objetos. Damos preferência para aqueles objetos cuja observação só é possível no Hemisfério Sul, sem publicações de distância encontrada ou com grande dispersão entre os valores publicados. Neste trabalho, apresentamos classificação espectral baseada em espectros de dispersão intermediária, com elevada razão sinal/ruído e, também, classificação espectral via fotometria UBV , ambas com o objetivo de determinar as distâncias das regiões HII via paralaxe espectroscópica de suas estrelas ionizantes. Nós também extraímos as magnitudes dessas estrelas no infravermelho próximo diretamente do catálogo 2MASS e calculamos o avermelhamento individualmente para cada estrela usando o método das diferenças de cores. Assim, a razão entre a extinção total e a seletiva a banda V (R_V) foi estimada para a maior parte das estrelas, de forma que encontramos um valor médio 21% maior que o valor médio de R_V calculado sobre todas as direções da Galáxia e, por este motivo, nós encontramos distâncias heliocêntricas, em geral, menores do que aquelas encontradas na literatura, mesmo confirmando a maior parte das classificações espectrais dadas por esses autores. Além disso, grandes flutuações em torno do valor médio foram encontradas, o que acarretaria maiores discrepâncias entre as distâncias estelares. Por fim, extraímos espectros nebulares dos objetos, com o objetivo de estimar suas distâncias cinemáticas e comparar os resultados obtidos com diferentes métodos. Em geral, encontramos distâncias razoavelmente compatíveis. Contudo, em alguns casos, grandes diferenças foram encontradas, sugerindo que alguns objetos como RCW 88 e NGC 3503 apresentam desvios do movimento circular.

Palavras-chave: regiões HII; espectroscopia; fotometria; determinações de distâncias; velocidade radial; avermelhamento; extinção

Abstract

In order to determine distances of Southern Galactic H II regions, we carried out spectroscopic and photometric observations of the stellar content of a set of these objects. We have chosen objects only visible in the South hemisphere, with no published or uncertain distances. In this work, we present spectral classification based on intermediate dispersion spectra with a very high signal-to-noise ratio and on stellar *UBV* photometry, so that the distances have been determined using the usual method, the spectroscopic parallax. We picked up the 2MASS infrared photometry and assessed the reddening individually for each star, using the color-difference method. This way, we have estimated the total-to-selective extinction ratio for the most of the classified stars, and so, we have found a mean value 21% higher than the mean value of R_V calculated on the whole directions of the Galaxy. As a result, we have found distances in general smaller than those already published on the literature, although confirming several spectral classifications. Besides that, large fluctuations around the values normally adopted were also observed, which would result in larger discrepancies between the stellar distances. At last, we have also extracted nebulae spectra in order to estimate the kinematics distances, so that we could compare the distance measurement results by different methods. In general, we have found reasonably compatible distances. However, in some cases large differences was found, suggesting that some objects present deviations of the circular motion.

Keywords: H II regions; spectroscopy; photometry; distance determinations; radial velocity; reddening; extinction

Sumário

1	Introdução	13
1.1	Conteúdo do meio interestelar e a formação de estrelas	13
1.2	Estrelas massivas e regiões HII	14
1.3	Estimativas de distância de regiões HII	14
1.3.1	Estimativas de distância de regiões HII via paralaxe espectroscópica	15
1.3.2	Estimativas de distância de regiões HII via velocidade radial	16
1.4	Sistema <i>Yerkes</i> de classificação espectral	17
1.5	Determinação do tipo espectral via fotometria <i>UBV</i>	18
1.6	Objetivos e descrição deste trabalho	21
2	Observação, redução e análise dos dados fotométricos	22
2.1	Observação	22
2.2	Redução dos dados	23
2.2.1	Procedimentos padrão de redução de imagens CCD	24
2.2.2	Fotometria	24
2.3	Análise dos dados e seleção de possíveis estrelas ionizantes	27
3	Observação e redução dos dados espectroscópicos	38
3.1	Observação	38
3.2	Redução	40
3.2.1	Procedimentos padrão de redução de dados CCD	40
3.2.2	Extração de espectros unidimensionais	40
4	Classificação espectral das estrelas	42
4.1	Critérios utilizados na classificação espectral	42
4.2	Procedimentos utilizados para medir W_λ	45
4.3	Análise individual dos objetos	46
4.3.1	Estrela RCW55-89	47
4.3.2	Estrela RCW55-90	48
4.3.3	Estrela RCW55-111	50
4.3.4	Estrela Gum61-44	51
4.3.5	Estrela RCW98-136	52
4.3.6	Estrela NGC3503-62	54
4.3.7	Estrela Gum64a-49	56
4.3.8	Estrela RCW16-01	57
4.3.9	Estrela RCW55-74	58
4.3.10	Estrela RCW87-36	60
4.3.11	Estrela RCW38-08	61

5	Estimativas de distância dos objetos	63
5.1	Resultados e discussões	66
5.1.1	RCW 38	66
5.1.2	Gum 61 e Gum 64a	67
5.1.3	NGC 3503	68
5.1.4	RCW 16	68
5.1.5	RCW 55	68
5.1.6	RCW 87	69
5.1.7	RCW 88	69
5.1.8	RCW 98	71
5.1.9	RCW 99	71
6	Conclusão	72

Lista de Figuras

1.1	Curvas de sensibilidade dos filtros U , B e V .	19
1.2	Exemplo de diagrama cor-cor.	20
2.1	Imagem em filtro B da região HII RCW 55	30
2.2	Diagrama cor-cor de estrelas selecionadas na região HII RCW 55.	30
2.3	Imagem em filtro V da região HII RCW 87	31
2.4	Diagrama cor-cor de estrelas selecionadas na região HII RCW 87.	31
2.5	Imagem em filtro V da região HII RCW 88	32
2.6	Diagrama cor-cor de estrelas selecionadas na região HII RCW 88.	32
2.7	Imagem em filtro R da região HII RCW 98	33
2.8	Diagrama cor-cor de estrelas selecionadas na região HII RCW 98.	33
2.9	Imagem em filtro V da região HII RCW 99	34
2.10	Diagrama cor-cor de estrelas selecionadas na região HII RCW 99.	34
2.11	Imagem em filtro B da região HII Gum 61	35
2.12	Diagrama cor-cor de estrelas selecionadas na região HII Gum 61.	35
2.13	Imagem em filtro B da região HII Gum 64a	36
2.14	Diagrama cor-cor de estrelas selecionadas na região HII Gum 64a.	36
2.15	Imagem em filtro B da região HII NGC 3503	37
2.16	Imagem em filtro R da região HII Gum 22	37
4.1	Representação geométrica do significado de W_λ .	45
4.2	Comparação entre o espectro da estrela RCW55-89, com o espectro da estrela HD 144470.	47
4.3	Comparação entre o espectro da estrela RCW55-90 com o espectro da estrela HD 144470.	49
4.4	Comparação entre o espectro da estrela RCW55-111, com espectros de estrelas padrão do tipo O8.	50
4.5	Comparação entre o espectro da estrela Gum61-44, com o espectro da estrela padrão HD 93222.	52
4.6	Comparação entre o espectro da estrela RCW98-136, com o espectro da estrela HD 93027.	53
4.7	Comparação entre o espectro da estrela NGC3503-62, com os espectros das estrelas HD 36512, HD 149438 e HD 36960.	54
4.8	Comparação entre o espectro da estrela Gum64a-49, com espectros das estrelas HD 36512, HD 36960 e HD 44470.	56
4.9	Comparação entre o espectro da estrela RCW16-01, com o espectro das estrelas HD 93146 e HD 47839.	57
4.10	Espectro da estrela RCW55-74.	59
4.11	Espectro da estrela RCW87-36.	60

4.12	Espectro da estrela RCW38-08.	61
5.1	Diagrama cor-magnitude de RCW 87.	70

Lista de Tabelas

1.1	Caracterização dos espectros estelares	18
1.2	Classes de luminosidade no sistema <i>Yerkes</i>	19
2.1	Lista de imagens fotométricas obtidas no OPD entre os anos de 2005 e 2007	23
2.2	Resultados da fotometria das estrelas selecionadas como possíveis estrelas ionizantes das nebulosas	28
3.1	Lista de espectros 2D obtidos no OPD entre os anos de 2001 e 2008	39
4.1	Larguras equivalentes em Å de algumas linhas fortes de estrelas anãs do tipo B	43
4.2	Larguras equivalentes em Å de algumas linhas fortes de estrelas tipo O, sem distinção entre classes de luminosidade	43
4.3	Tipos espectrais baseados em $\log_{10} W'_\lambda$	44
4.4	Classes de luminosidade baseando-se em $\log_{10} W_\lambda^+$	44
4.5	Valores em Å encontrados nas medidas de W_λ das principais linhas utiliza- das na classificação espectral	46
5.1	Lista de estrelas classificadas	64
5.2	Fotometria, distância heliocêntrica e avermelhamento	65
5.3	Resumo dos resultados	66

Lista de Símbolos e Abreviações

2MASS	<i>Two Micron All Sky Survey</i> ;
α	Ascensão reta (coordenada do Sistema Equatorial Celeste);
ADU	<i>Analogic Digital Unit</i> ;
b	Coordenada de latitude Galáctica;
c	Velocidade da luz no vácuo;
CCD	<i>Charge Coupled Device</i> ;
δ	Declinação (coordenada do Sistema Equatorial Celeste);
d	Distância heliocêntrica;
filtros:	U , ultravioleta, comprimento de onda efetivo de 3 650 Å; B , azul, comprimento de onda efetivo de 4 400 Å; V , visual, comprimento de onda efetivo de 5 500 Å; R , vermelho, comprimento de onda efetivo de 7 000 Å; I , infravermelho, comprimento de onda efetivo de 8 800 Å; J , infravermelho, comprimento de onda efetivo de 8 800 Å; H , infravermelho, comprimento de onda efetivo de 8 800 Å; K , infravermelho, comprimento de onda efetivo de 8 800 Å;
FWHM	<i>Full Width at Half Maximum</i> ;
Gum	Catálogo de Gum;
$H\alpha$	Primeira linha espectral da série de Balmer para o átomo de H;
$H\beta$	Segunda linha espectral da série de Balmer para o átomo de H;
IAG	Instituto de Astronomia e Geofísica;
IAU	<i>International Astronomical Union</i> ;
IRAF	<i>Image Reduction and Analysis Facility</i> ;
l	Coordenada de longitude Galáctica;
LNA	Laboratório Nacional de Astrofísica;
LSR	<i>Local Standard of Rest</i> ;
M_{\odot}	Massa solar;
NGC	<i>New General Catalogue</i> ;
OPD	Observatório Pico dos Dias;
pc	Parsec, unidade de distância astronômica;
PSF	<i>Point Spread Function</i> ;
pxl	Pixel;
R	Distância galactocêntrica;
RCW	Catálogo de Rodgers, Campbell e Whiteaok;
RMS	<i>Root Mean Square</i> ;
v_{LSR}	Velocidade radial em relação ao LSR;

Capítulo 1

Introdução

1.1 Conteúdo do meio interestelar e a formação de estrelas

O disco da Galáxia é constituído por estrelas, gás e poeira. O gás interestelar é composto basicamente por hidrogênio e hélio, predominando o hidrogênio neutro. Aparecem, ainda, os metais (demais elementos químicos) somando uma abundância menor que 1%. Cerca de 1% da massa interestelar é formada por partículas de poeira congelada denominadas grãos interestelares.

A matéria congelada não está distribuída uniformemente no disco da Galáxia. A maior parte deste material encontra-se nos braços espirais, onde está distribuída também de forma não-homogênea, acumulando-se de forma mais densa em algumas áreas e formando o que chamamos de nuvem. Quando uma grande nuvem de gás sofre alguma perturbação e parte da matéria se acumula, tornando a região muito mais densa do que o gás que a circunda, a atração gravitacional faz com que a matéria comece a se concentrar, tornando a nuvem cada vez mais densa. Com o progressivo acúmulo de massa, tanto pressão como temperatura tornam-se cada vez mais elevadas. Se a nuvem de gás tiver massa suficiente, a temperatura dessa região eleva-se a níveis capazes de proporcionar a ignição de reações de fusão no centro dessa massa, formando uma estrela.

Uma mesma nuvem de gás pode gerar várias estrelas. O aglomerado formado possui estrelas de diferentes massas e, portanto, de diferentes temperaturas. Porém, a probabilidade de que uma estrela se forme diminui com a respectiva massa, fazendo com que a formação de estrelas massivas (especialmente aquelas com $M \geq 8 M_{\odot}$) seja um evento pouco freqüente, se comparado com a formação de estrelas como o Sol.

1.2 Estrelas massivas e regiões HII

As estrelas mais quentes (mais massivas) queimam maiores quantidades de combustível nuclear num mesmo intervalo de tempo, evoluindo de forma mais rápida que estrelas menos massivas. Quando esta informação é unida ao fato de que estas estrelas se formam a uma taxa que diminui com o aumento da massa, percebemos que a primeira dificuldade no estudo dessas estrelas é simplesmente encontrá-las.

Alguns fatores guiam-nos na procura por estrelas quentes. Vejamos dois deles: 1) O primeiro leva em consideração que algumas destas estrelas evoluem num intervalo de tempo relativamente curto, de modo que nossa busca deve se concentrar em regiões de formação estelar; 2) o outro fator baseia-se nas características do meio que circunda essas estrelas: como elas são muito quentes, emitem forte radiação ultravioleta, ionizando o gás em seu entorno. A essa nuvem de gás ionizado dá-se o nome de nebulosa difusa ou região HII, sendo o termo HII referente ao hidrogênio ionizado, correspondente a 90% das partículas que constituem o objeto.

As regiões HII são os principais mapeadores da estrutura espiral da Galáxia. O estudo da população estelar de regiões HII gigantes fornece informações sobre função de massa inicial e taxa de formação estelar. A estimativa de distância e velocidade radial desses objetos fornecem informações sobre a estrutura espiral e a cinemática da Galáxia. Finalmente, o estudo das propriedades físicas e químicas do gás, unido às estimativas de distância (e, portanto, estimativas das posições desses objetos no plano galáctico), é essencial para a obtenção dos gradientes galácticos de abundância química.

1.3 Estimativas de distância de regiões HII

A paralaxe espectroscópica das estrelas ionizantes e a medida de velocidade radial através do deslocamento Doppler das linhas nebulares são os métodos mais utilizados na estimativa de distância de regiões HII. A dificuldade do primeiro é a identificação das possíveis estrelas ionizantes e a determinação de suas magnitudes e tipos espectrais. Muitas vezes estas estrelas estão imersas em densas nuvens de gás e poeira, o que proporciona forte espalhamento da luz emitida, necessitando tempos de exposição muito elevados para obtenção de imagens de boa qualidade. Além disso, em alguns casos há centenas de estrelas no campo da nebulosa, exigindo uma seleção criteriosa antes de qualquer análise populacional do aglomerado. Já o segundo método é tecnicamente mais simples, porém dependente da determinação da curva de rotação da galáxia. Esta, por sua vez, depende do banco de dados adquirido com o primeiro método (que não é vasto em todos os quadrantes da Galáxia) e é altamente dependente dos parâmetros solares¹ R_{\odot} e Θ_{\odot} , cujos

¹ R_{\odot} e Θ_{\odot} são, respectivamente, raio médio da órbita e velocidade tangencial do Sol em torno do centro da Galáxia.

valores recomendados pela IAU vêm sendo diminuídos ao longo das últimas décadas.

As duas próximas seções resumem os métodos utilizados nas estimativas de distância das regiões HII acima citadas.

1.3.1 Estimativas de distância de regiões HII via paralaxe espectral

Este método consiste na estimativa da distância da região HII através da determinação das distâncias das estrelas ionizantes do objeto. Estima-se a distância de um grupo de estrelas quentes e atribui-se o valor médio (ou mediano) encontrado para o objeto como um todo. As distâncias das estrelas são estimadas através do que denominamos paralaxe espectral, que tem como base a diminuição do brilho do objeto com o aumento da distância em relação ao observador. O trabalho consiste em determinar a magnitude aparente em pelo menos duas bandas diferentes e o tipo espectral do objeto. Em seguida, obtém-se uma relação entre a magnitude aparente, magnitude absoluta² e distância heliocêntrica do objeto, conforme a descrição abaixo.

Sendo f , F , m , M , respectivamente, fluxo a uma distância d do objeto, fluxo a 10 pc do objeto, magnitude aparente e magnitude absoluta, temos:

$$m = -2.5 \log f + K, \quad (1.1)$$

$$M = -2.5 \log F + K, \quad (1.2)$$

com a constante K sendo estabelecida na convenção do sistema fotométrico utilizado. Utilizando a lei do inverso do quadrado da distância $f(d) = L / 4\pi d^2$ (sendo L a luminosidade do objeto) e subtraindo as equações 1.1 e 1.2, encontramos

$$m - M = 5 \log d - 5. \quad (1.3)$$

Devemos, ainda, acrescentar a esta expressão a correção para o avermelhamento A , obtendo finalmente

$$m - M = 5 \log d - 5 + A. \quad (1.4)$$

Com a determinação do tipo espectral, podemos inferir magnitude absoluta e alguns índices de cor já bem estabelecidos no sistema $UBVRI$ e, dessa forma, reescrever a expressão 1.4 para a banda V , determinando o avermelhamento em termos da diferença entre o índice de cor $(B - V)$ medido para o objeto e $(B - V)_0$ intrínseco ao seu tipo espectral, denominada excesso de cor e representada por $E(B - V)$. Nessas bases, teremos

$$m_V - M_V = 5 \log d - 5 + A_V, \quad (1.5)$$

²Magnitude absoluta é a magnitude aparente que teria o objeto a uma distância de 10 pc do observador.

com

$$A_V = R_V E(B - V) = R_V [(B - V) - (B - V)_0], \quad (1.6)$$

sendo R_V a razão entre a extinção total e a extinção seletiva a banda V , tipicamente igual a 3.05 (He et al. 1995), costumando variar entre 3 e 5, dependendo da direção em que se encontra o objeto. Contudo, observando a expressão 1.5, vemos que a determinação da distância varia exponencialmente com o avermelhamento, de modo que erros inseridos na determinação de A_V influenciam dramaticamente no valor de d encontrado. Embora a determinação do excesso de cor seja, em geral, estabelecida com precisão satisfatória, em regiões de formação estelar podemos estar inserindo grandes erros em A_V ao assumir o valor médio de R_V calculado sobre todas as direções da Galáxia. Mathis (1990), Papaj *et al.* (1991) e Megier *et al.* (1997) mostraram que o valor de R_V pode apresentar grandes flutuações e, particularmente para associações OB, Patriarchi *et al.* (2001) mostrou que $\langle R_V \rangle$ tende a ser $\sim 25\%$ maior que o valor médio encontrado nas demais regiões da galáxia.

O método das diferenças de cores é uma forma alternativa àquela já apresentada para a determinação do avermelhamento. Com este método, A_V é deduzido através de um ajuste pelo método dos mínimos quadrados da expressão

$$E(\lambda - V) = A_V [R_L(\lambda) - 1], \quad (1.7)$$

na qual $\lambda = j, h, k$ são as magnitudes no infravermelho próximo, V é a magnitude visual, e $R_L(\lambda)$ é a curva de extinção dada por Rieke & Lebofsky (1985). O termo $E(\lambda - V)$ é o chamado excesso de cor medido entre os filtros λ e V , que quantifica a diferença entre os índices de cor ($\lambda - V$) medido e intrínseco à estrela de tipo espectral determinado.

1.3.2 Estimativas de distância de regiões HII via velocidade radial

A distância dos objetos galácticos também pode ser estimada medindo sua velocidade radial em relação ao referencial local de repouso (LSR) e aplicando os valores encontrados em modelos de rotação da Galáxia.

A determinação da velocidade radial em relação ao observador se dá através da medida do deslocamento Doppler das linhas de emissão nebular, seguida da aplicação desses valores na aproximação não-relativística para o deslocamento $\Delta\lambda$:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v}{c}, \quad (1.8)$$

onde c é a velocidade da luz no vácuo e λ_0 é o comprimento de onda da linha, medido em laboratório. O valor de v encontrado deve ainda ser corrigido do movimento da Terra em relação ao LSR. Após essas correções, aplicamos o valor v_{LSR} a um modelo de rotação da

Galáxia, que em geral assume que os objetos estão em movimento circular em torno do centro galáctico. Dessa forma, distâncias de objetos localizados na direção do centro da Galáxia e na direção oposta a ele não são avaliáveis.

Há duas fortes fontes de erros nesse tipo de estimativa de distância. Primeiro, podemos notar que os movimentos de muitos objetos estão claramente desviados do movimento circular, caracterizando um espalhamento dos pontos em torno da curva ajustada, podendo gerar erros significativos. A segunda fonte refere-se aos parâmetros R_{\odot} e Θ_{\odot} . Essas grandezas são seguidamente reavaliadas e a diminuição de seus valores reduz a distância estimada para os objetos.

Atualmente, grande parte dos autores utilizam o modelo de rotação da Galáxia dado por Brand & Blitz (1993). Este modelo assume que o Sol se encontra a uma distância $R_0 = 8.5$ kpc do centro da Via-Láctea, orbitando a uma velocidade tangencial $\Theta_0 = 220$ km s⁻¹. Esses autores consideraram que a distância galactocêntrica R e a velocidade tangencial Θ dos objetos que orbitam o centro da Galáxia estejam relacionadas por

$$\frac{\Theta}{\Theta_0} = a_1 \left(\frac{R}{R_0} \right)^{a_2} + a_3, \quad (1.9)$$

na qual a_1 , a_2 e a_3 são os parâmetros de ajuste da curva. Brand & Blitz (1993) ajustaram a expressão 1.9 aplicando o método dos mínimos quadrados a dados da literatura e encontraram os seguintes valores para estes parâmetros: $a_1 = 1.00767$, $a_2 = 0.0394$ e $a_3 = 0.00712$. Já a razão Θ / Θ_0 relaciona-se com a v_{LSR} medida através da expressão

$$v_{\text{LSR}} = \left(\frac{\Theta R_0}{R} - \Theta_0 \right) \sin l \cos b, \quad (1.10)$$

onde l e b são as coordenadas galácticas do objeto e os possíveis valores de distância heliocêntrica provêm da expressão

$$R^2 = d^2 \cos^2 b + R_0^2 - 2R_0 d \cos b \cos l, \quad (1.11)$$

obtida por trigonometria.

1.4 Sistema *Yerkes* de classificação espectral

O Sistema *Yerkes* de classificação espectral é uma das principais bases da astrofísica estelar, sendo seguramente o sistema de classificação mais utilizado. Ele foi desenvolvido pelos astrônomos W. W. Morgan e P. C. Keenan, o que fez com que a denominação Sistema MK também fosse utilizada. Baseando-se fundamentalmente no sistema desenvolvido pelos astrônomos de Harvard na primeira metade do século XX, Morgan e Keenan compararam espectros que cobriam a região do espectro eletromagnético de 3930 a 4860 Å,

com uma dispersão de 115 \AA mm^{-1} e construíram um sistema semelhante, embora mais detalhado. Além de separar as estrelas em grupos ou tipos denominados O, B, A, F, G, K e M (ordem decrescente de temperatura) e, em seguida, em subtipos numerados de 0 a 9 conforme o sistema de Harvard, o Sistema *Yerkes* separou as estrelas em cinco classes de luminosidade indicadas por algarismos romanos do I ao V. As principais características dos tipos espectrais estão resumidas na tabela 1.1.

Tabela 1.1: Caracterização dos espectros estelares

Tipo	Características
O	Linhas de He II, C III, N III, O III, Si IV etc. linhas do H fracas; contínuo UV intenso;
B	Linhas do He I fortes; linhas do He II ausentes; linhas do H mais intensas; linhas de C II, O II etc.
A	Linhas do H atingem um máximo (A0), linhas fortes de Mg II, Si II; linhas do Ca II fracas;
F	Linhas do H mais fracas; linhas do Ca II mais fortes linhas de átomos neutros e uma vez ionizados;
G	Linhas intensas de Ca II; linhas de metais neutros; banda G do CH intensa;
K	Linhas de metais neutros; linhas do H muito fracas; bandas moleculares de CH e CN;
M	Bandas moleculares intensas de TiO; linhas de átomos neutros; contínuo no vermelho;

Com o passar do tempo, o avanço tecnológico dos instrumentos obrigou o sistema *Yerkes* a acompanhar a evolução. Tanto os subtipos, como as classes de luminosidade foram subdivididos, de forma que as classes alcançaram a estrutura ilustrada na tabela 1.2 e os subtipos, em sua maioria, passaram a diferir entre si por 0.5 unidades. Há, ainda, outras subdivisões sendo sugeridas (Walborn, 1971 e 1990), mas não são muito utilizadas por outros autores.

1.5 Determinação do tipo espectral via fotometria

UBV

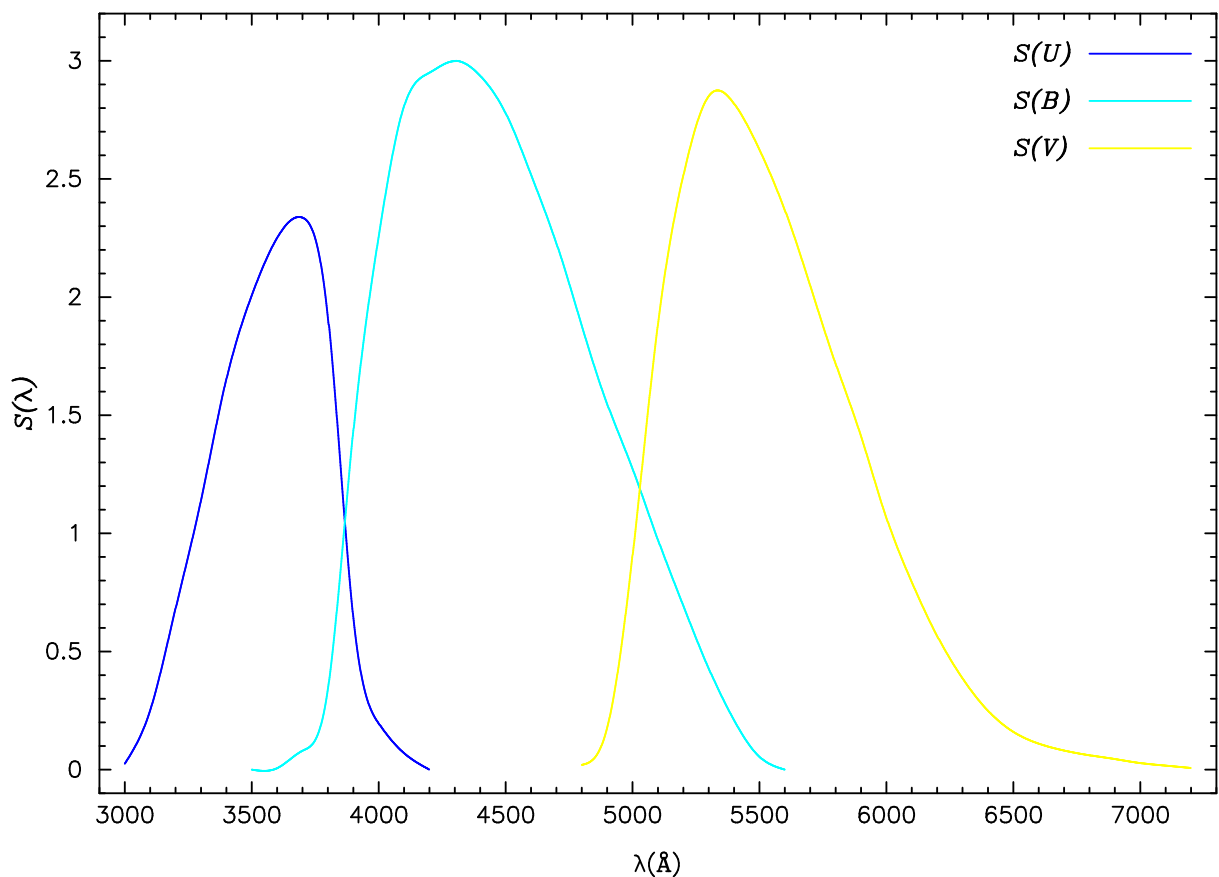
O sistema fotométrico *UBV* foi desenvolvido por volta de 1950, resultando de estudos fotométricos de estrelas previamente classificadas no sistema *Yerkes*. Este sistema consiste na realização da fotometria em três bandas com largura superior a 1000 \AA e cujas respostas $S(\lambda)$ à exposição estão ilustradas na figura 1.1.

Trabalhando com a fotometria em três bandas, podemos formar dois índices de cor independentes. Os índices de cor mais utilizados são $(B - V)$ e $(U - B)$. O estudo da

Tabela 1.2: Classes de luminosidade no sistema *Yerkes*

Símbolo	Nome	Subdivisão
I	Supergigante (ou Hipergigante)	I
		Ia
		Iab
		Ib
II	Gigante brilhante	II-III IIIa IIIab IIIb III-IV
III	Gigante	
IV	Subgigante	
V	Anã	

Fonte: Jaschek & Jaschek (1990)

**Figura 1.1:** Curvas de sensibilidade dos filtros *U*, *B* e *V*.

relação entre estes índices e o tipo espectral da estrela levou ao desenvolvimento de uma técnica de determinação do tipo espectral de estrelas, descrita a seguir.

De posse dos resultados da fotometria *UBV* de uma estrela, podemos determinar seu tipo espectral ao construir o que chamamos de diagrama cor-cor. A figura 1.2 mostra

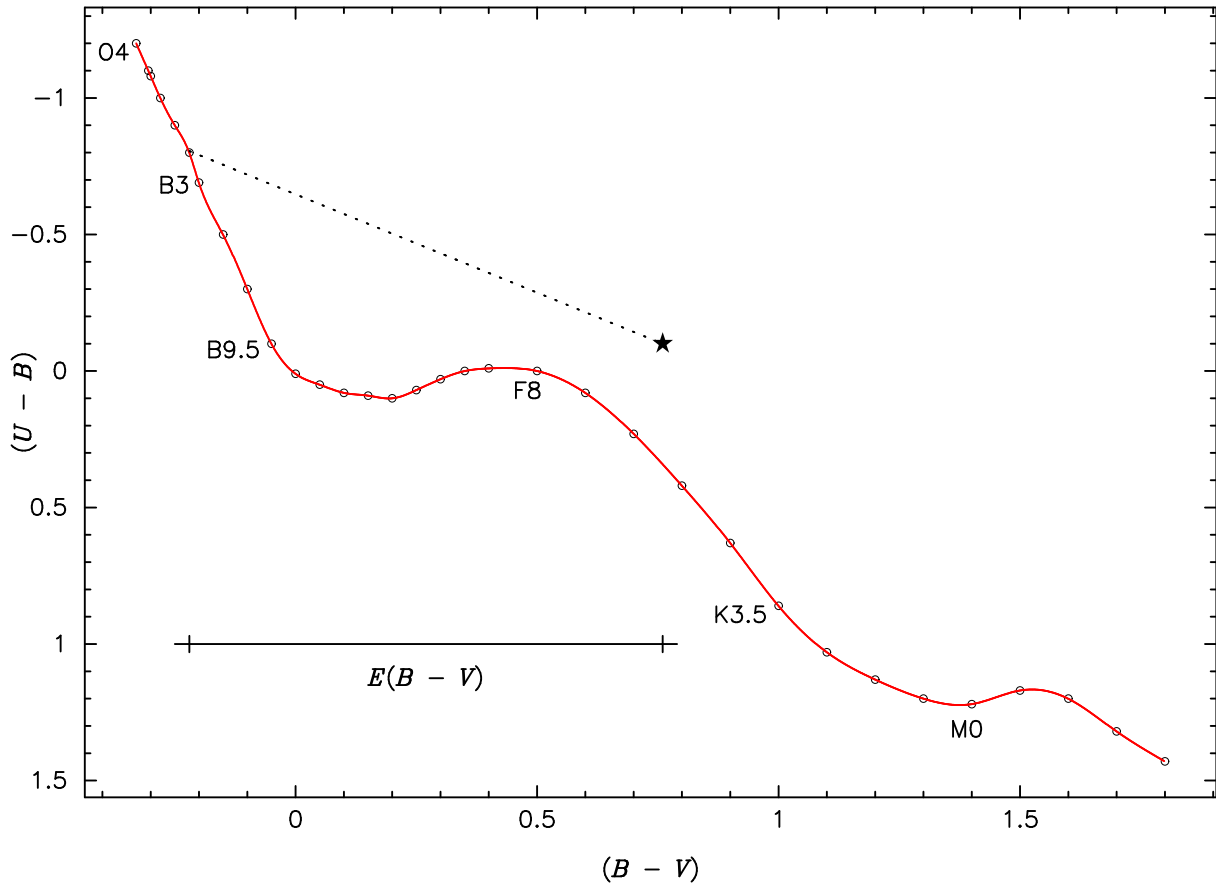


Figura 1.2: Exemplo de estimativa de tipo espectral via diagrama cor-cor. Basta deslocar o ponto de coordenadas $(B - V, U - B)$ medido para a estrela investigada sobre a reta de avermelhamento. O ponto de encontro entre a reta e a curva interpolada entre os valores intrínsecos desses índices de cor indica o tipo espectral da estrela.

um diagrama cor-cor criado com o objetivo de determinar o tipo espectral de uma estrela hipotética. A linha contínua interpola valores intrínsecos dos índices de cor $(B - V)$ e $(U - B)$ de estrelas da seqüência principal, extraídos de Lang (1991). Como é ilustrado na Figura 1.2, os pontos que representam valores medidos para esses índices de cor não se encontram sobre esta curva. Os fótons emitidos pela estrela sofrem absorção e espalhamento devido a poeira interestelar e o efeito causado por ela é maior em fótons mais energéticos. Isso causa um aumento na razão entre o número de fótons detectados na região do vermelho e o número de fótons detectados na região do azul do espectro eletromagnético. Com isso, a magnitude deste efeito tem valores diferentes nos índices de cor traçados na Figura 1.2. A razão entre os excessos de cor medidos para dois destes índices está hoje bem estabelecida e é dada por

$$\frac{E(U - B)}{E(B - V)} = 0.72 \quad (1.12)$$

para regiões onde a razão entre a extinção total e a extinção seletiva à banda V é apro-

ximadamente 3.1.

Conforme era esperado, a estrela representada na Figura 1.2 encontra-se fora da curva de valores intrínsecos. Contudo, deslocando-se o ponto referente a esta estrela sobre a reta de avermelhamento e em direção a curva que interpola valores intrínsecos, temos que o ponto de encontro entre as duas indica o tipo espectral da estrela. Como pode ser observado neste exemplo, a reta de avermelhamento indica uma estrela B2.5.

O diagrama cor-cor também pode ser usado na determinação do excesso de cor $E(B - V)$, por vezes utilizado na estimativa de distância via paralaxe espectroscópica. De acordo com o que está indicado na figura 1.2, o excesso de cor é dado pela diferença entre as abscissas dos pontos que delimitam a reta de avermelhamento construída para o objeto.

1.6 Objetivos e descrição deste trabalho

Apesar de encontrarmos na literatura um grande número de regiões H II observáveis no Hemisfério Norte, com distâncias razoavelmente bem estabelecidas, ainda existem dezenas de objetos observáveis no Hemisfério Sul sem nenhuma determinação de distância ou com grande dispersão entre os valores encontrados. Neste trabalho, selecionamos dez regiões H II observáveis no Hemisfério Sul, cuja ascensão reta variou entre 8 h e 17 h, e realizamos observações ópticas fotométricas e espectroscópicas de seu conteúdo estelar com o objetivo de determinar suas distâncias usando o método da paralaxe espectroscópica. Nós também extraímos espectros nebulares com o objetivo de estimar suas distâncias usando o modelo para a curva de rotação da Galáxia de Brand & Blitz (1993), de modo que foi possível comparar os resultados obtidos pelos diferentes métodos. Devemos destacar, por fim, que a determinação do avermelhamento A_V , necessário para a aplicação da expressão 1.5, foi realizada usando o método das diferenças de cores, com as magnitudes aparentes no infravermelho próximo sendo obtidas diretamente do catálogo 2MASS.

Capítulo 2

Observação, redução e análise dos dados fotométricos

2.1 Observação

As imagens fotométricas que compõem este trabalho foram obtidas nos anos de 2005 e 2007, no Observatório Pico dos Dias (OPD), localizado em Brazópolis, MG. O OPD é administrado pelo Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA), por sua vez sediado em Itajubá, MG.

Na obtenção dessas imagens, foi utilizado o telescópio 0,6 m (IAG), com câmera direta acoplada a um detector CCD. Contudo, não dispúnhamos do mesmo detector CCD para todas as noites de observação, de modo que as escalas espaciais das imagens dos detectores utilizados variaram em torno de $0.5'' \text{ pixel}^{-1}$. Em 2005, foi usado um CCD Marconi de dimensões de 2048×2048 pixels, o qual apresentava ruído de leitura de 5.0 elétrons/RMS e ganho de 2.5 elétrons/ADU. Já em 2007, usamos um CCD SITE de dimensões de 1024×1024 pixels, cujo ruído de leitura era de 4.1 elétrons/RMS e ganho de 5.0 elétrons/ADU.

Exposições de *bias* e *flat-field* de cúpula foram realizadas em cada início e fim de noite de observação. Como padrão fotométrico, realizamos exposições de estrelas catalogadas por Landolt (1992). Algumas dessas regiões de estrelas padrão de Landolt foram reestudadas por Galadí-Enríquez *et al.* (2000), que catalogaram um conjunto de estrelas vizinhas àquelas estudadas por Landolt, ampliando o número de estrelas padrão de cada região. Neste trabalho, foram utilizadas de 3 a 20 estrelas padrão secundárias de cada campo, limitando-se àquelas mais brilhantes da amostra.

A tabela 2.1 resume o conjunto de observações fotométricas utilizadas neste trabalho. O primeiro bloco refere-se as regiões HII estudadas, e o segundo refere-se aos campos de estrelas padrão observados. Na coluna 1, identificamos o objeto e, entre a coluna 2 e a

Tabela 2.1: Lista de imagens fotométricas obtidas no OPD entre os anos de 2005 e 2007

Objeto	Tempos de exposição por filtro (segundos)					Data
	<i>U</i>	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	
RCW 38	...	5 × 450	5 × 240	5 × 120	5 × 120	13/04/2005
RCW 38	...	5 × 450	5 × 240	5 × 120	5 × 120	15/04/2005
NGC 3503	...	5 × 450	5 × 240	5 × 120	...	13/04/2005
Gum 61	9 × 500	5 × 200	5 × 100	24/05/2007
Gum 64a	4 × 500	5 × 120	5 × 60	25/05/2007
RCW 55	3 × 500	4 × 90	3 × 60	5 × 18	5 × 7	26/05/2007
RCW 87	...	5 × 450	5 × 240	5 × 120	5 × 120	14/04/2005
	9 × 500	5 × 500	3 × 300	24/05/2007
RCW 88	8 × 500	5 × 200	5 × 100	25/05/2007
RCW 98	6 × 500	9 × 120	10 × 60	25/05/2007
	6 × 500	5 × 100	7 × 60	7 × 20	5 × 10	26/05/2007
RCW 99	6 × 500	5 × 120	5 × 60	25/05/2007
SA 99-447	...	3 × 30	3 × 15	3 × 7	3 × 7	13/04/2005
	...	3 × 30	3 × 15	3 × 7	3 × 7	14/04/2005
SA 103-302	...	10 × 60	10 × 20	10 × 5	10 × 5	15/04/2005
SA 106-700	...	10 × 60	10 × 20	10 × 5	10 × 5	13/04/2005
	...	10 × 60	10 × 20	10 × 5	10 × 5	14/04/2005
	...	10 × 60	10 × 20	10 × 5	10 × 5	15/04/2005
	6 × 500	5 × 100	5 × 60	24/05/2007
SA 100-339	9 × 500	5 × 200	5 × 100	24/05/2007
SA 112-704	9 × 500	3 × 200	5 × 100	25/05/2007
SA 100-267	3 × 500	5 × 30	3 × 15	25/05/2007
	3 × 500	5 × 30	5 × 15	5 × 5	5 × 3	26/05/2007

coluna 6, listamos os filtros usados na data apresentada na coluna 7, com seus respectivos tempos de exposição multiplicados pelo número de exposições em cada filtro. Cabe salientar que a tabela 2.1 apresenta somente as imagens utilizadas, já que, antes de iniciar os processos de redução, verificamos as variações de contagens em todos os conjuntos de imagens obtidas, descartando aquelas que apresentavam problemas possivelmente causados por nuvens ou cirrus.

2.2 Redução dos dados

O procedimento de redução dos dados foi realizado utilizando o *software* de redução de dados astronômicos denominado IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*). Para todas as imagens, fizemos procedimentos padrão de redução, como subtração de *bias*, divisão por *flat-field* e remoção de raios cósmicos. Nesta seção, descreveremos os processos de redução pelos quais as imagens fotométricas foram submetidas.

2.2.1 Procedimentos padrão de redução de imagens CCD

A primeira parte do processo de redução de imagens obtidas com detectores CCD consiste em eliminar a assinatura instrumental, ou seja, eliminar características específicas ao conjunto de instrumentos utilizados.

Inicialmente analisamos um conjunto de imagens *flat-fields* através da tarefa **implot**, com o objetivo de determinar a região útil e a região de *overscan*. Nesta etapa indicamos o perímetro que descarta as regiões de borda do CCD, caracterizadas por variações elevadas de ganho entre pixels vizinhos. Em seguida, combinamos exposições de *bias* através da tarefa **zerocombine**. Assim que a imagem *bias*-médio é construída, efetuamos a configuração inicial da tarefa **ccdproc**, utilizada, nesta etapa, para subtrair o *bias*-médio e eliminar as regiões de borda externas ao perímetro útil determinado. Esta correção é aplicada sobre exposições de *flat-fields*, estrelas padrão e imagens do objeto.

O próximo passo consiste em eliminar variações locais de sensibilidade dos pixels do CCD. Para isto, divide-se as imagens dos objetos e estrelas padrão por uma imagem *flat-field*-média construída com a tarefa **flatcombine**. O processo é realizado novamente pela tarefa **ccdproc**, para a qual devemos agora fornecer o nome da imagem *flat-field*-média e ajustar o parâmetro **flatcor**, mudando de *no* para *yes*.

Finalmente, encerrando os processos básicos de redução, realizamos a combinação das imagens. Como dispúnhamos de 3 a 10 exposições por filtro em cada noite de observação, optamos por trabalhar com imagens medianas desses grupos. O processo de combinação é iniciado com o reposicionamento das imagens a fim de padronizar as coordenadas das estrelas (dadas em pixels) em todas as imagens do grupo. Em seguida, através da tarefa **imcombine**, geramos uma imagem cujo valor de cada pixel é a mediana dos valores dos pixels correspondentes nas imagens do grupo. Esse processo, quando aplicado em um grupo N de imagens, gera uma imagem livre de raios cósmicos e com a razão *senal/ruído* multiplicada por um fator \sqrt{N} (Massey & Davis, 1992).

Antes de iniciarmos a fotometria, devemos ainda calcular a massa de ar efetiva (AM_{eff}) da exposição. Para isto, o IRAF disponibiliza a tarefa **setairmass**, que ao realizar esse cálculo para a exposição, considera a variação da distância angular do objeto em relação ao zênite e edita adequadamente o cabeçalho das imagens.

2.2.2 Fotometria

Nesta etapa da redução de dados, trabalhamos apenas com as imagens combinadas dos objetos de estudo e das estrelas padrão. Nos próximos parágrafos, estão descritos os processos de extração das magnitudes instrumentais e calibração dos resultados para o sistema fotométrico padrão.

A técnica mais utilizada na extração de magnitudes instrumentais de estrelas é a chamada fotometria de abertura. Este procedimento consiste basicamente em indicar o raio

de um círculo centrado na estrela, de modo que este círculo a englobe completamente, para em seguida integrar o fluxo detectado dentro deste. A contribuição do céu no fluxo observado deve ser estimada e subtraída do resultado da integração. Para isso, um anel concêntrico à abertura circular e de raio interno maior deve ser delimitado em seu entorno, a partir do que serão medidas estas contribuições. Porém, para casos onde o campo é amplamente denso, definir um raio de abertura capaz de englobar toda, e somente, a luz emitida por uma estrela pode ser uma tarefa impossível. Neste caso, o procedimento recomendado é a chamada fotometria de perfil, onde construímos um perfil de brilho artificial denominado Função de Espalhamento Pontual ou PSF¹. A PSF representa a distribuição bidimensional da radiação emitida por uma fonte pontual localizada no centróide da estrela. Esta distribuição deve ser ajustada até um raio limite livre da influência de estrelas vizinhas e extrapolada até o raio de abertura desejado. A magnitude instrumental é extraída deste perfil artificial, excluindo contagens adicionais referentes a estrelas vizinhas e computando somente erros da extrapolação do perfil. Este procedimento fez-se necessário para todos os objetos de estudo deste trabalho.

As magnitudes instrumentais das estrelas padrão foram extraídas diretamente através da tarefa **phot**, sem o uso da PSF. A tarefa **phot** faz parte de um conjunto de tarefas que compõem o pacote **daophot** do IRAF. Na configuração do **phot** e de seus subpacotes, devemos ficar atentos para a definição do raio da abertura e para os novos valores de ganho e de ruído das imagens. No caso da fotometria da estrelas padrão, o raio da abertura deve ser da ordem de quatro vezes a FWHM média² da(s) estrela(s) do campo, já que, geralmente, tratam-se de objetos muito brilhantes (a seguir, veremos que este raio é da ordem da FWHM para estrelas do objeto). Já os novos valores de ganho g e de ruído r , são dados pelas expressões

$$g_{\text{corr}} = Ng \quad \text{e} \quad r_{\text{corr}} = \sqrt{Nr}, \quad (2.1)$$

indicadas por Massey & Davis (1992), para imagens construídas a partir da combinação de N exposições. O algoritmo utilizado para encontrar o centro do objeto deve ser escolhido durante a configuração do parâmetro **centerpars**. Optamos por *centroid*, algoritmo que centra o objeto de acordo com a intensidade observada.

Relacionando os valores encontrados para as magnitudes instrumentais das estrelas padrão com os dados encontrados na literatura (Landolt, 1992; Galadí-Enríques et al, 2000), definimos as equações de transformação. Isto é feito individualmente para cada filtro e para cada noite de observação. Utilizamos o formato de equação de transformação sugerido pelo IRAF, o qual está exemplificado abaixo para o filtro V :

$$mV = V + v1 + v2 \cdot XV + v3 \cdot BV, \quad (2.2)$$

¹PSF é a abreviação de *Point Spread Function*.

²FWHM é a abreviação de *Full-width at Half Maximum*.

onde v_1 , v_2 e v_3 são os parâmetros a serem ajustados, XV é a massa de ar efetiva e mV é a magnitude instrumental. As variáveis V e BV são, respectivamente, magnitude V e índice de cor ($B - V$) da estrela no sistema fotométrico padrão. Os parâmetros foram ajustados iterativamente através da tarefa **fitparams**, até obtermos um resíduo inferior a 10^{-2} magnitudes. Alcançamos este valor rejeitando, da amostra, dados referentes às estrelas menos brilhantes ou que tinham grande imprecisão na medida. Quando concluídos os ajustes, a rotina **fitparams** gera um arquivo contendo o formato das equações e a lista dos valores de cada parâmetro. Este arquivo é usado em seguida, para colocar as magnitudes instrumentais obtidas para o objeto no sistema fotométrico padrão.

As magnitudes instrumentais das estrelas presentes no campo dos objetos foram extraídas com o auxílio de uma PSF construída através da tarefa **psf**, também pertencente ao **daophot**. As configurações iniciais da tarefa **phot**, bem como o seu uso para a obtenção de uma primeira estimativa de magnitude dos objetos, são semelhantes àquelas feitas para as estrelas padrão, exceto no que se refere ao tamanho da abertura, desta vez fixado em um valor da ordem de uma vez o FWHM médio dos objetos em todos os filtros. Configuramos, ainda, os parâmetros **psfrad** e **fitrad**, pertencentes ao pacote **daopars**, que definem o raio de ajuste e o raio de extrapolação da PSF.

Finalizada a configuração dos pacotes e subpacotes do **daophot**, o passo seguinte é a construção da PSF. Escolhemos, dentre as estrelas mais brilhantes da imagem, a mais isolada possível e criamos, em seguida, um arquivo contendo a primeira estimativa tanto de suas magnitudes instrumentais, quanto das magnitudes instrumentais de eventuais estrelas da vizinhança. Rodamos a tarefa **psf**, criando uma imagem *fits* como uma primeira aproximação do que será a PSF final. Com a tarefa **nstar**, criamos um arquivo texto com um ajuste da PSF para a estrela escolhida. Este arquivo texto é usado pela tarefa **substar** para subtrair as estrelas da vizinhança, gerando uma imagem com a extensão *.sub.fits*, semelhante à imagem que está sendo trabalhada, porém com a estrela escolhida isolada, já que sua vizinhança fora subtraída. Rodamos novamente a tarefa **psf**, dando como parâmetro de entrada a imagem *.sub.fits*, e geramos a função desejada.

A extração final das magnitudes instrumentais é feita usando-se a tarefa **allstar**, para a qual devem ser fornecidas as estimativas iniciais de magnitudes e a PSF final. Como utilizamos um valor de abertura menor para as estrelas do objeto que para as estrelas padrão, foi necessário corrigir os valores encontrados antes de submetê-los às equações de transformação. O valor numérico que deve ser subtraído dos valores encontrados é determinado ao extrairmos as magnitudes de algumas estrelas com os dois valores de abertura e ao calcularmos a diferença entre os resultados. A diferença encontrada é fornecida à tarefa **mkobsfile**, que efetua as devidas correções e cria um único catálogo contendo as magnitudes instrumentais correspondentes a todos os filtros. Este catálogo é fornecido à tarefa **invertfit**, juntamente com o arquivo contendo forma e resultado do ajuste das equações de transformação, a fim de gerar um catálogo final, contendo as

magnitudes aparentes das estrelas na banda V e os índices de cor associados aos outros filtros observados, todos calibrados no sistema fotométrico padrão.

Na próxima seção será efetuada a análise dos dados aqui obtidos, juntamente com uma seleção de possíveis estrelas ionizantes de cada região H II que compõe este trabalho.

2.3 Análise dos dados e seleção de possíveis estrelas ionizantes

O principal objetivo do estudo fotométrico deste trabalho é compor, junto de um estudo espectroscópico, um conjunto de dados suficiente para a estimativa de distância dos objetos via paralaxe espectroscópica de suas estrelas ionizantes. Como seria impraticável realizar um estudo espectroscópico de todas as estrelas do campo da nebulosa, uma seleção das estrelas as quais julgamos pertencer às regiões H II precisou ser efetuada antes do turno de observação reservado para a espectroscopia. Para isso, fizemos uso dos resultados fotométricos em outras bandas além de B e V , que serão usadas nas estimativas de distância.

A maneira mais efetiva de fazer esta pré-seleção é a construção de um diagrama cor-cor, conforme está detalhado na seção 1.5. Como dispúnhamos de medidas nos filtros U , B e V para a maioria dos objetos, este foi o principal critério utilizado. Cabe salientar, no entanto, que a fotometria na banda U de muitos objetos apresentou problemas de variações de contagens, devido ao tempo de exposição muito alto (500 s), em noites cujas condições climáticas eram desfavoráveis. Nesses casos, utilizamos a técnica mencionada apenas como uma primeira estimativa de tipo espectral, de forma que, no resultado definitivo da classificação espectral, consideramos somente os dados espectroscópicos. Em relação aos objetos para os quais não dispúnhamos o filtro U , precisamos usar critérios menos eficientes para realizarmos a pré-seleção desejada. No grupo de imagens obtidas em abril de 2005, tínhamos disponíveis os filtros B , V , R e I de todos os objetos. Optamos, neste caso, por estrelas que apresentavam o menor índice de cor ($B - V$) e menor magnitude na banda B . Tanto para o último caso, como para a pré-seleção via diagrama cor-cor, refinamos a amostra, selecionando estrelas aparentemente imersas na nebulosidade e que não apresentavam outras estrelas brilhantes muito próximas, pois a proximidade de estrelas de magnitude comparável à estrela de interesse dificulta o ajuste da PSF, diminuindo a confiabilidade dos resultados fotométricos.

Da Figura 2.1 até 2.14 encontramos imagens das regiões H II alvos de nossa fotometria, associadas com seus respectivos diagramas cor-cor. Estas construções permitiram a análise simultânea tanto da posição da estrela em relação à nuvem de gás quanto da pré-classificação fotométrica, o que garantiria um alto índice de acertos na escolha dos alvos para a espectroscopia. A Tabela 2.2 apresenta o resultado da fotometria de todas

as estrelas destacadas nestas figuras. Daqueles objetos que dispúnhamos de mais de uma noite de observação fotométrica, adotamos os valores medianos das medidas encontradas e estimamos – via desvio médio absoluto – uma cota superior para os erros na magnitude V em 0.05 mag e para os erros nos índices de cor de 0.1 mag, exceto para $U - B$, cujo nível de confiança nos resultados variou muito de um objeto para outro, de modo que nós consideramos esses resultados apenas como uma estimativa. Na última coluna, indicamos os resultados da pré-classificação. Denotamos por O e B a pré-classificação daquelas estrelas que acreditamos pertencer a estes tipos espectrais e, por OB, daquelas

Tabela 2.2: Resultados da fotometria das estrelas selecionadas como possíveis estrelas ionizantes das nebulosas

Região H II	Nomenclatura		Fotometria					Pré-clas- sificação
	Nossa	2MASS	V	$B - V$	$U - B$	$V - R$	$V - I$	
RCW 38	08	J08585038-4733195	11.06	0.69	...	0.32	1.66	...
	32	J08590564-4730409	15.18	2.64	...	1.03	3.03	...
NGC 3503	61	J11011717-5951019	11.59	0.10	...	0.40
	62	J11011780-5950302	10.68	0.16	...	0.43
	65	J11011823-5950578	11.59	0.09	...	0.40
	69	J11011924-5950565	11.56	0.11	...	0.42
Gum 61	43	J17194504-3605469	11.47	1.10	0.11	OB
	44	J17194616-3605522	10.73	1.02	0.03	OB
	51	J17194894-3606029	12.79	1.11	0.16	OB
	53	J17194931-3605271	14.96	1.09	0.41	B
Gum 64a	46	J17200335-3558249	12.29	1.07	-0.27	O
	49	J17200509-3556416	11.22	1.18	-0.54	OB
	71	J17201063-3554301	13.49	1.29	0.03	OB
	78	J17201358-3556353	15.94	1.40	0.22	OB
	81	J17201382-3600492	13.32	1.12	-0.15	B
RCW 55	74	J10562699-6300003	13.21	0.51	-0.16	0.19	0.63	B
	89	J10563219-6259584	12.14	0.48	-0.62	0.20	0.61	O
	90	J10563227-6300475	11.31	0.48	-0.62	0.24	0.65	O
	111	J10564220-6301166	10.69	0.45	-0.71	0.25	0.63	O
RCW 87	36	J15050977-5732186	11.61	0.41	-0.05	0.20	0.04	B
RCW 88	33	J15065769-5744549	11.78	0.81	0.07	B
	43	J15071154-5747397	16.00	1.10	0.56	B
	44	J15071328-5749152	14.71	0.88	0.19	B
	45	J15071353-5746167	12.29	0.60	-0.05	B
	54	J15071983-5748167	15.92	1.05	0.19	B
	55	J15072026-5748089	15.31	1.17	0.38	B
	60	J15072385-5745061	11.42	0.48	0.08	B
	60	J15072385-5745061	11.42	0.48	0.08	B
RCW 98	83	J15553032-5439350	13.24	0.49	-0.16	0.33	0.81	B
	136	J15560198-5440532	10.49	0.47	-0.49	0.39	0.87	OB
	145	J15554096-5441138	12.41	0.81	-0.28	0.58	1.38	OB
	153	J15554264-5439018	12.95	0.57	-0.20	0.43	0.97	B
RCW 99	39	J15594355-5346215	11.93	0.91	-0.20	OB
	85	J15593115-5344325	12.56	0.47	-0.09	B
	92	J15593442-5343320	10.34	0.67	-0.02	B
	107	J15593874-5344440	12.43	0.47	-0.57	O
	141	J15595452-5344468	11.91	0.34	-0.08	B

que julgamos pertencer a tipos espectrais próximos ao limite entre os dois tipos.

Quanto aos diagramas cor-cor, cabem algumas observações. Na figura 2.2, podemos observar que os pontos parecem claramente deslocados no sentido negativo do eixo das ordenadas, indicando varias estrelas do tipo O, o que, para a população estelar do campo, é estatisticamente pouco provável. A classificação espectral das estrelas indicadas na figura confirmará o problema com a fotometria na banda U de RCW 55. Também devemos esclarecer que nem todas as estrelas das quais foram extraídas as magnitudes aparentes estão compondo o diagrama cor-cor. Os diagramas aqui apresentados contêm todas as estrelas detectadas junto à nuvem de gás, acrescidas das estrelas mais brilhantes de todo o campo da imagem e de eventuais estrelas quentes externas à nuvem, indicadas em uma construção inicial composta por todos os dados.

Dessa forma, os diagramas cor-cor foram compostos por dados de 20 a 60 estrelas, reduzindo o número de estrelas de campo, o que facilita a análise. Já nas figuras 2.3 e 2.4, referentes a região H II RCW 87, selecionamos apenas uma estrela, uma vez que maioria dos pontos dispostos no diagrama cor-cor indicam estrelas B do final da seqüência ou estrelas mais frias. Como exceção, vemos alguns pontos com $(B - V) \approx 1.5$ mag, correspondentes a estrelas de pouco brilho aparente que sofreram forte avermelhamento ou que contêm erros acentuados nas estimativas de suas magnitudes. De qualquer modo, por tratar-se de estrelas de pouco brilho, não conseguiríamos espectros com razão sinal-ruído suficiente para os trabalhos de classificação.

Por fim, observamos que as Figuras 2.15 e 2.16, referentes as regiões H II NGC 3503 e RCW 38, fizeram-se necessárias apenas para observação da proximidade ou não proximidade das estrelas em relação à nuvem de gás, na medida em que não possuímos fotometria na banda U desses objetos para a construção de diagramas cor.

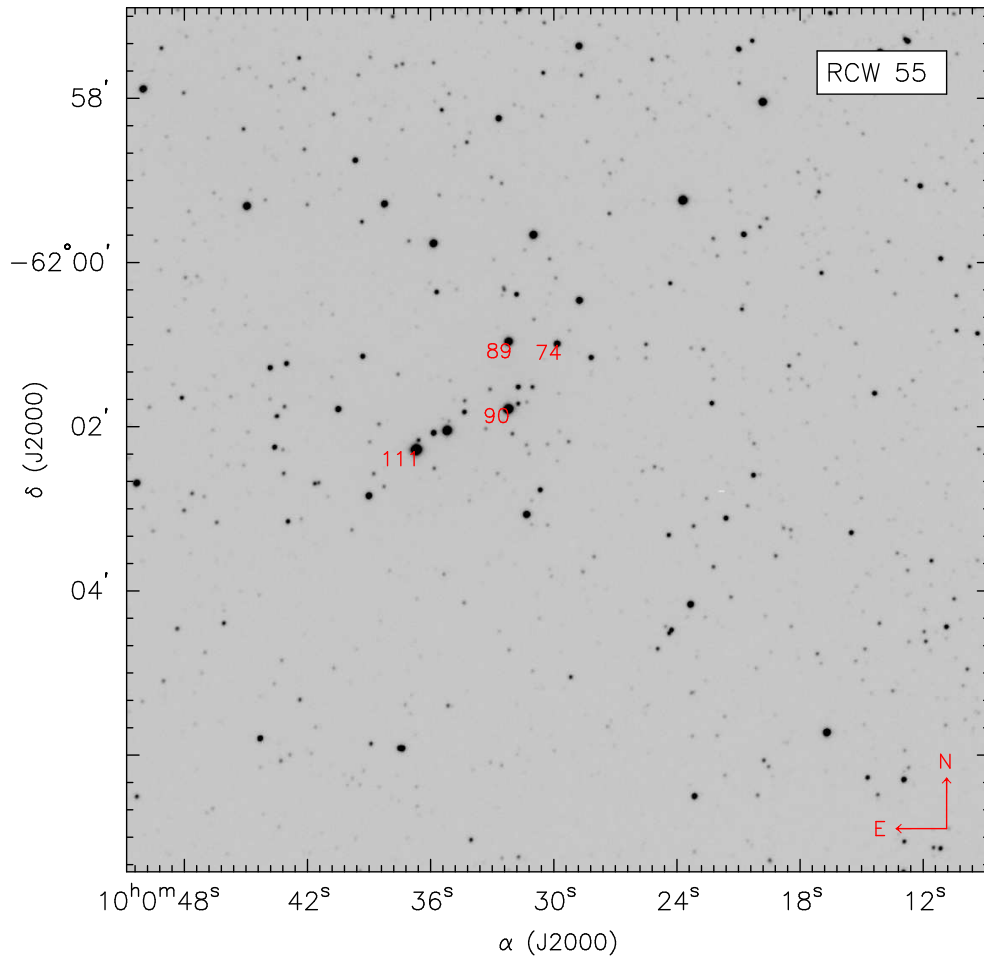


Figura 2.1: Imagem em filtro B , da região HII RCW 55, observada no dia 26 de maio de 2007.

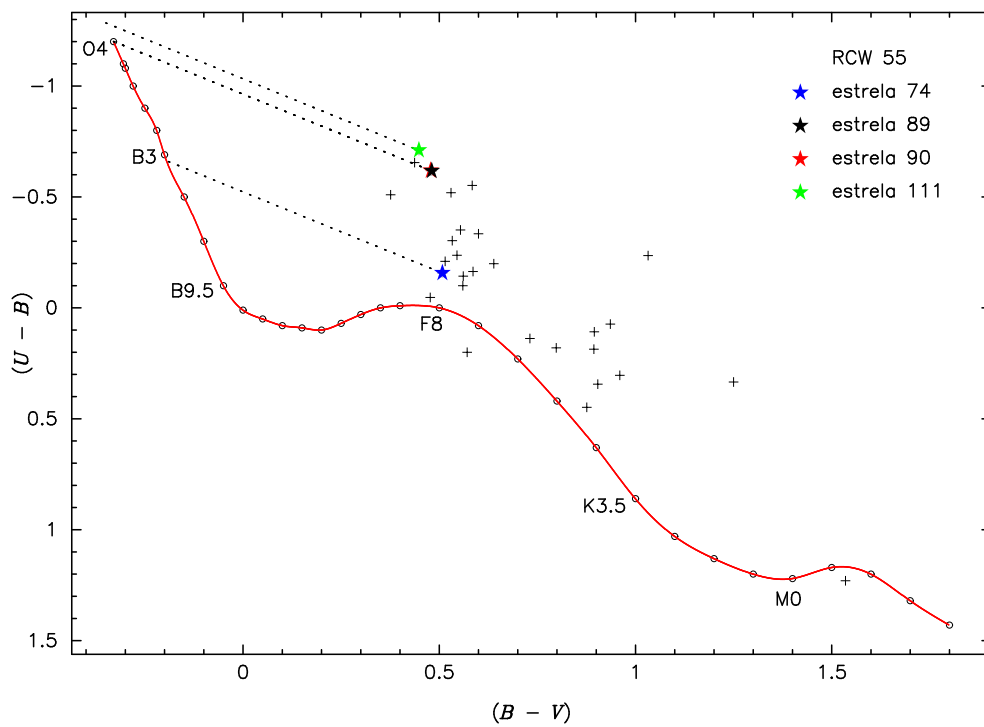


Figura 2.2: Diagrama cor-cor de estrelas selecionadas na região HII RCW 55.

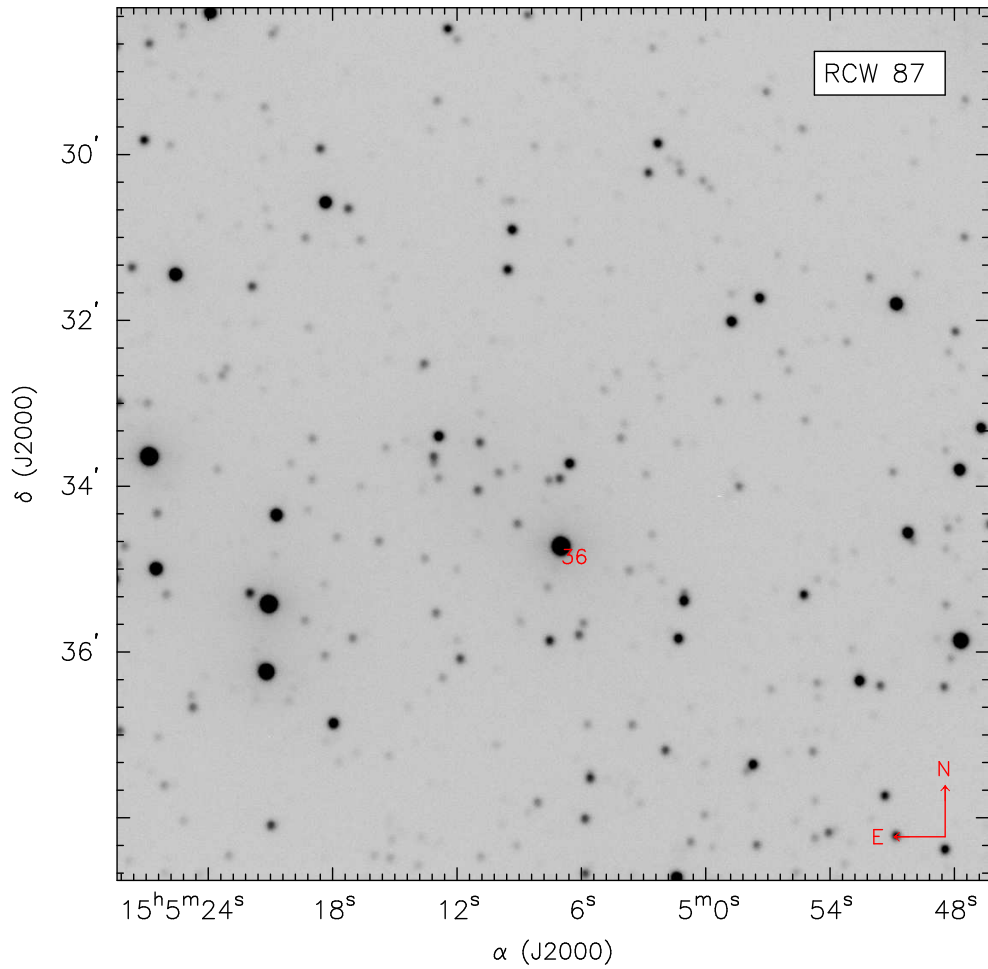


Figura 2.3: Imagem em filtro V, da região HII RCW 87, observada no dia 24 de maio de 2007.

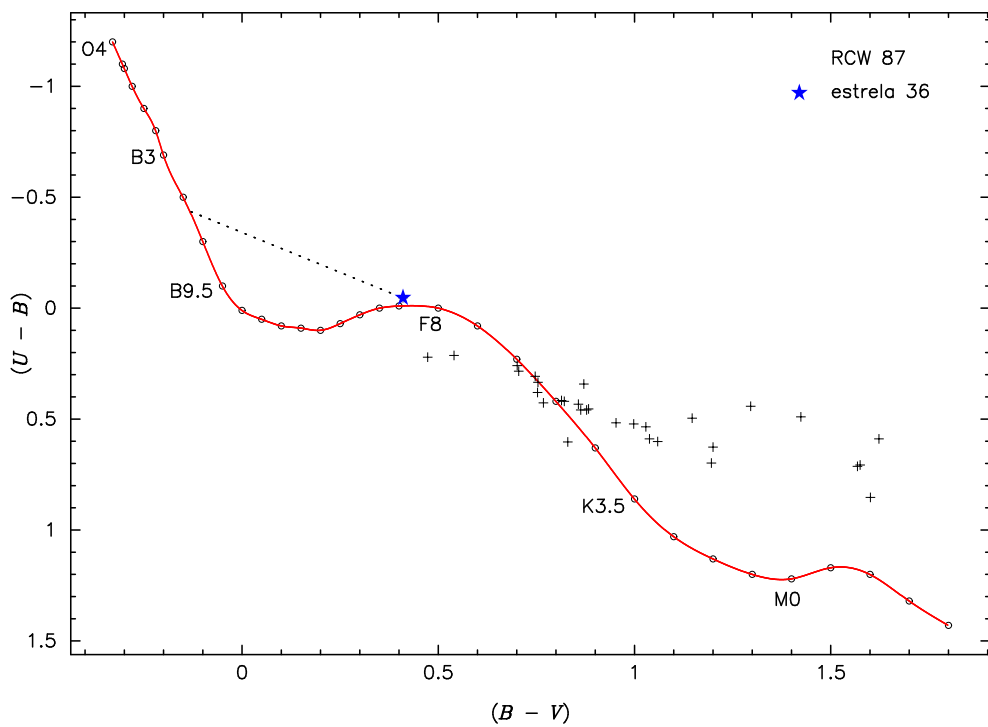


Figura 2.4: Diagrama cor-cor de estrelas selecionadas na região HII RCW 87.

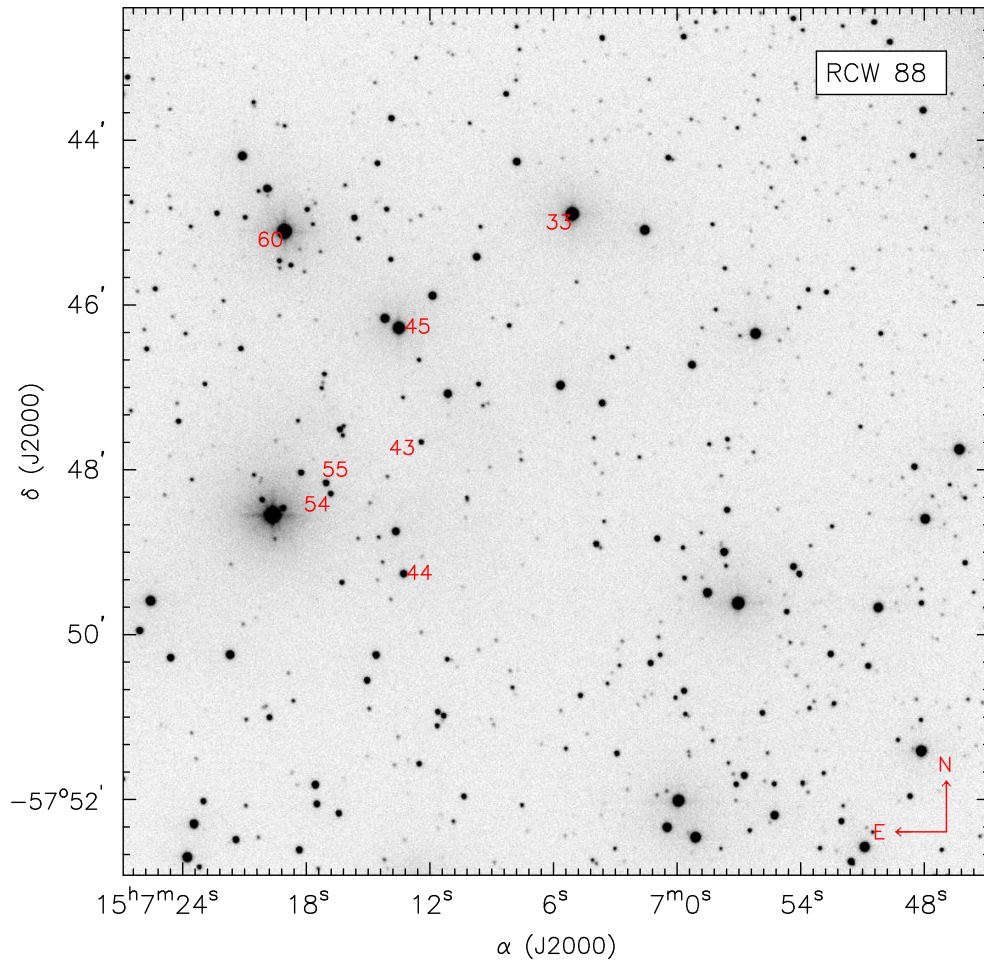


Figura 2.5: Imagem em filtro V , da região HII RCW 88, observada no dia 25 de maio de 2007.

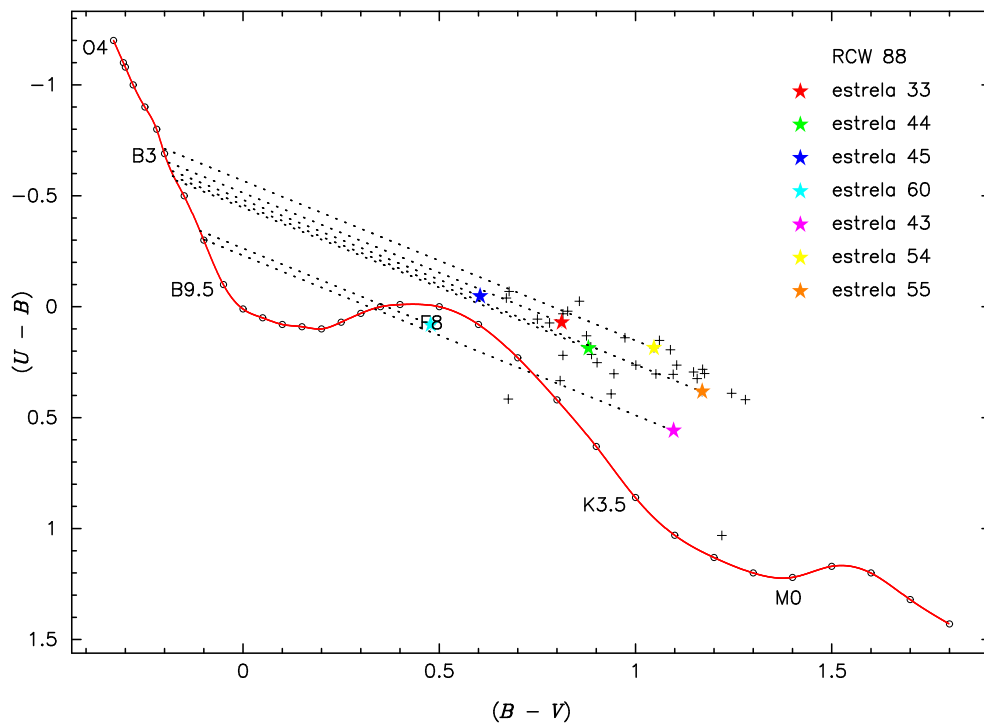


Figura 2.6: Diagrama cor-cor de estrelas selecionadas na região HII RCW 88.

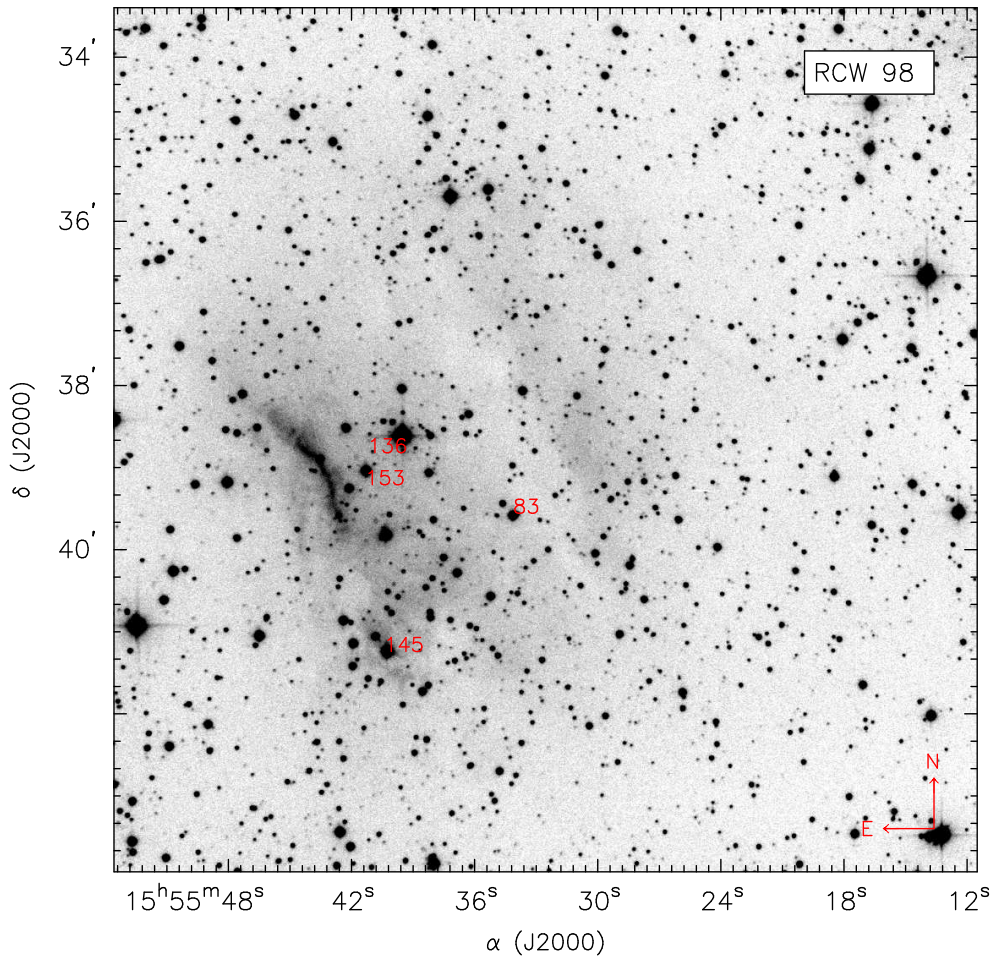


Figura 2.7: Imagem em filtro R , da região HII RCW 98, observada nos dias 25 e 26 de maio de 2007.

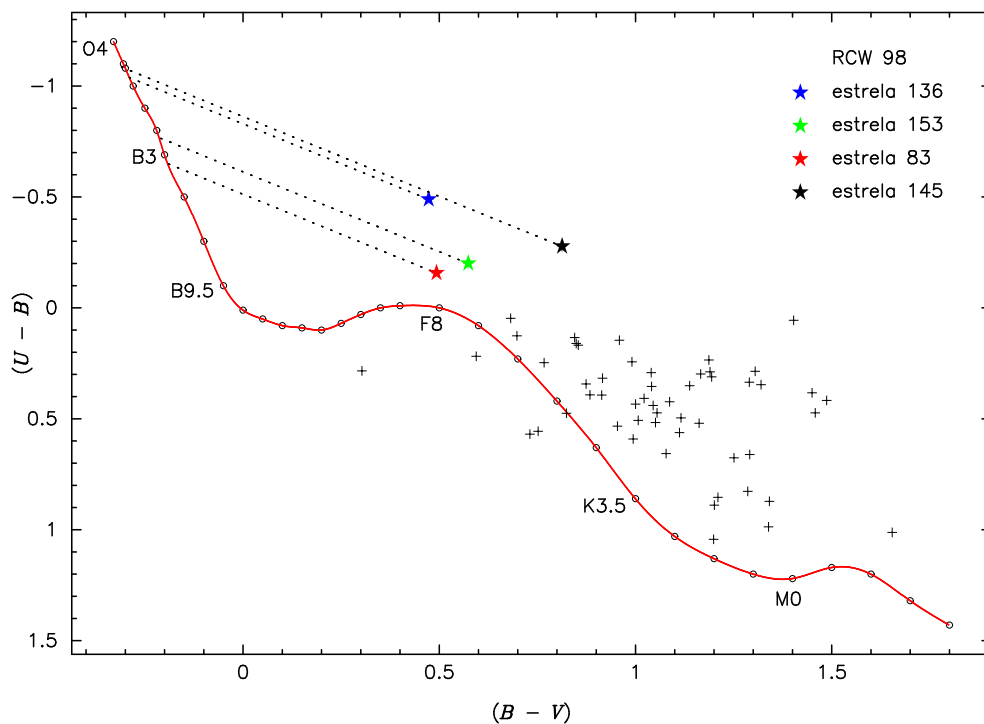


Figura 2.8: Diagrama cor-cor de estrelas selecionadas na região HII RCW 98.

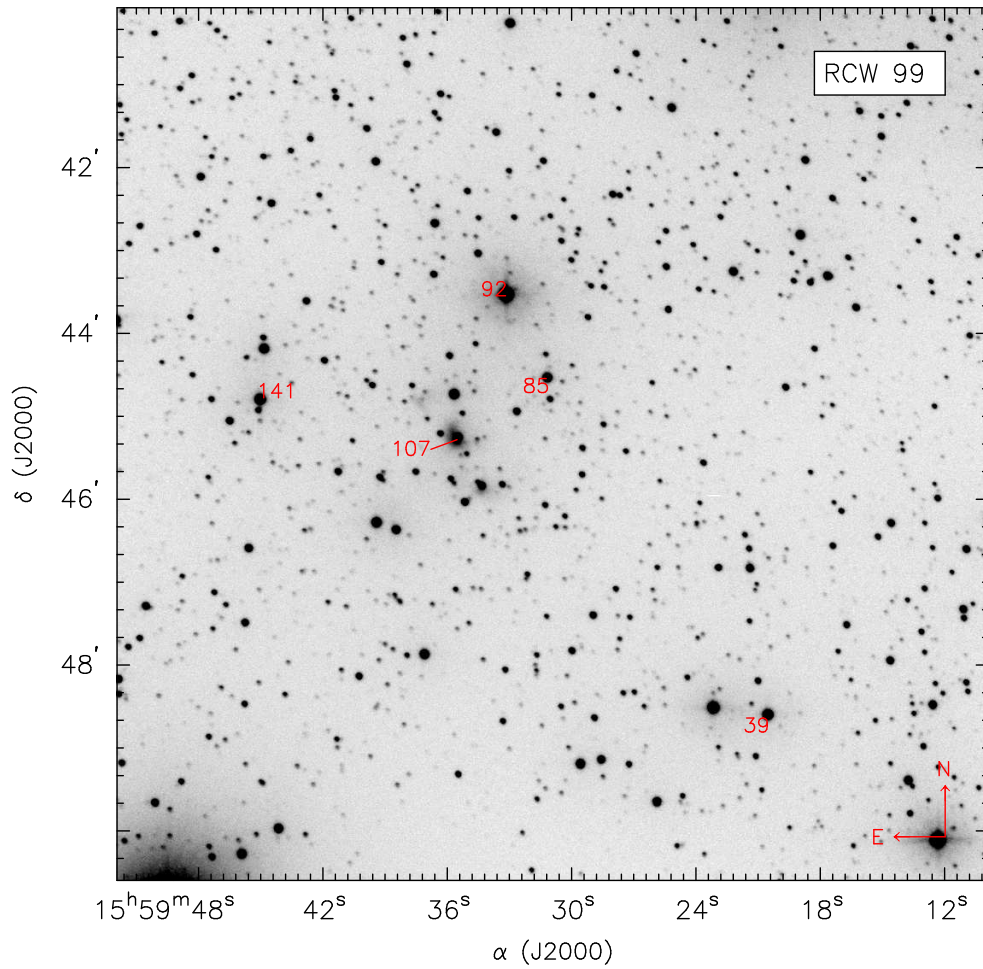


Figura 2.9: Imagem em filtro B , da região HII RCW 99, observada no dia 25 de maio de 2007.

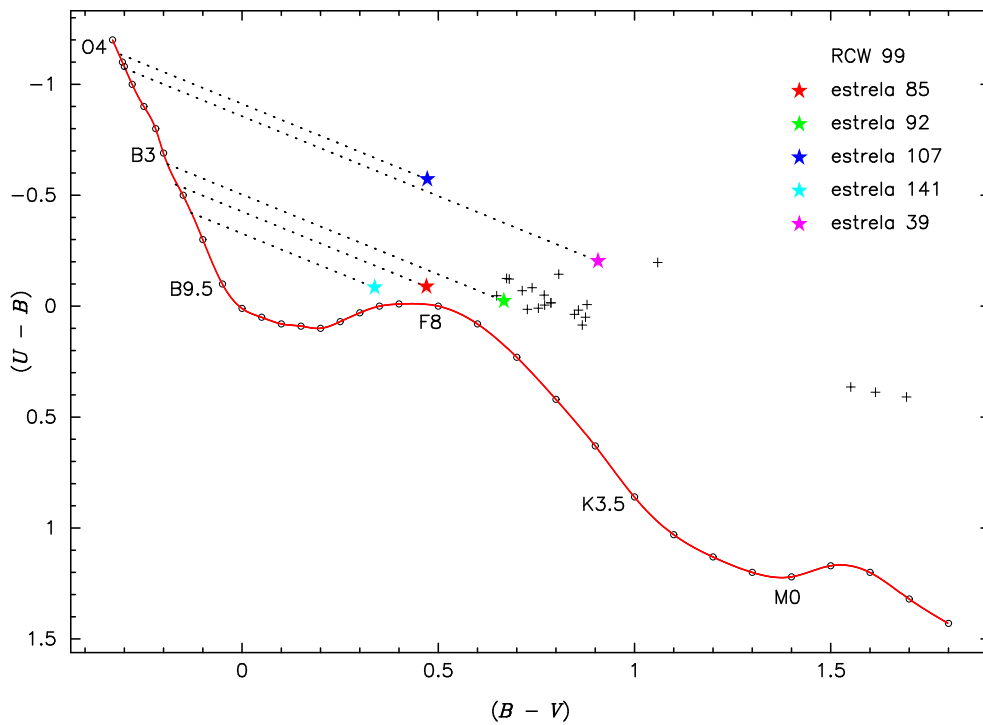


Figura 2.10: Diagrama cor-cor de estrelas selecionadas na região HII RCW 99.

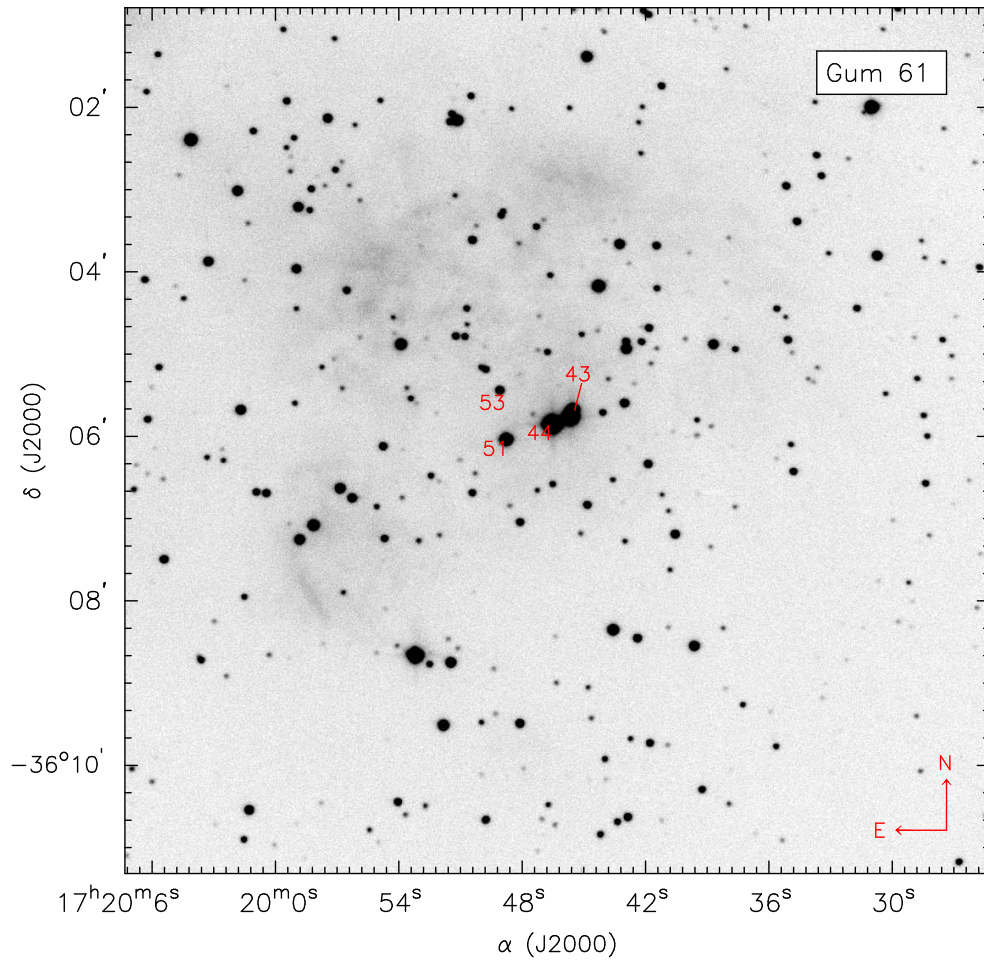


Figura 2.11: Imagem em filtro B , da região HII Gum 61, observada no dia 24 de maio de 2007.

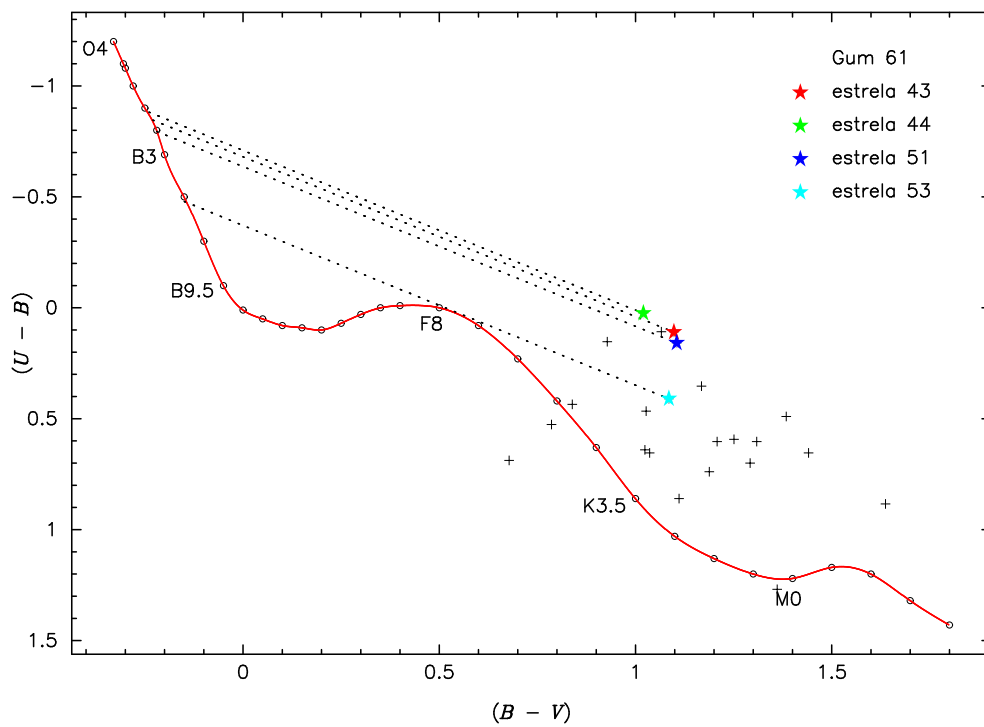


Figura 2.12: Diagrama cor-cor de estrelas selecionadas na região HII Gum 61.

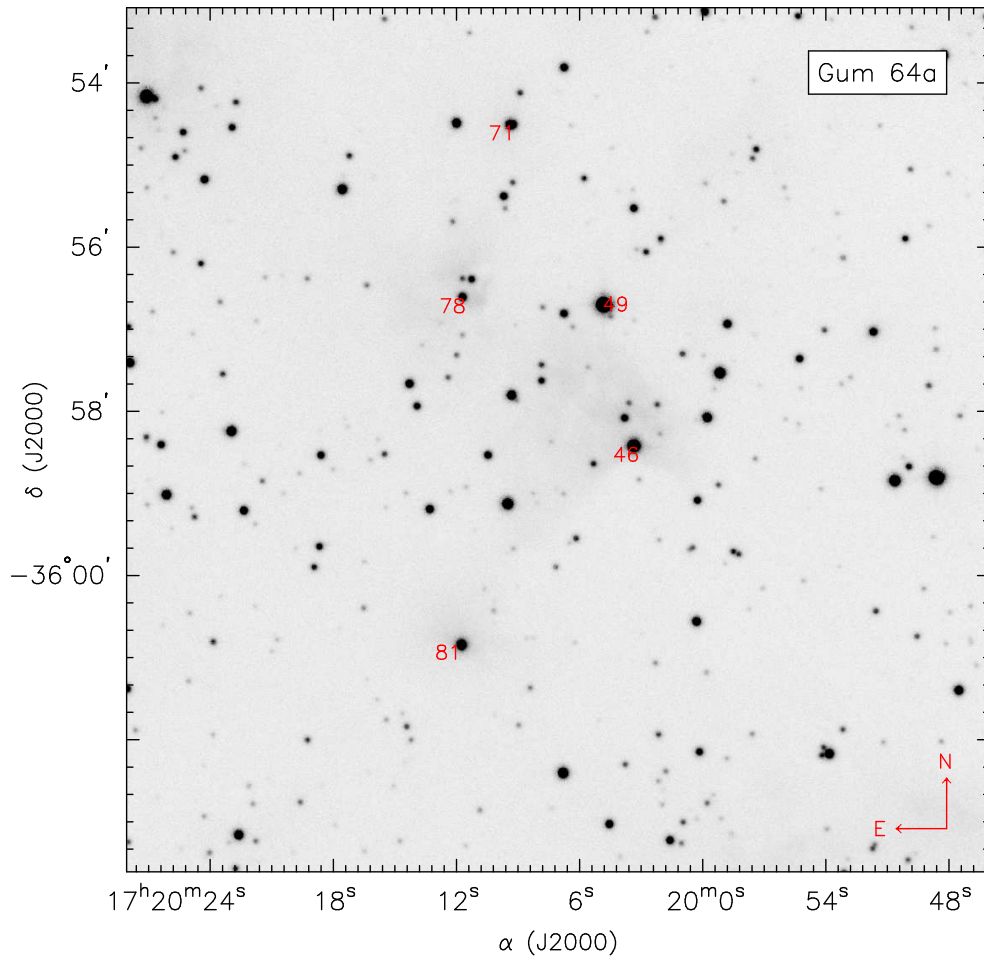


Figura 2.13: Imagem em filtro B , da região HII Gum 64a, observada no dia 25 de maio de 2007.

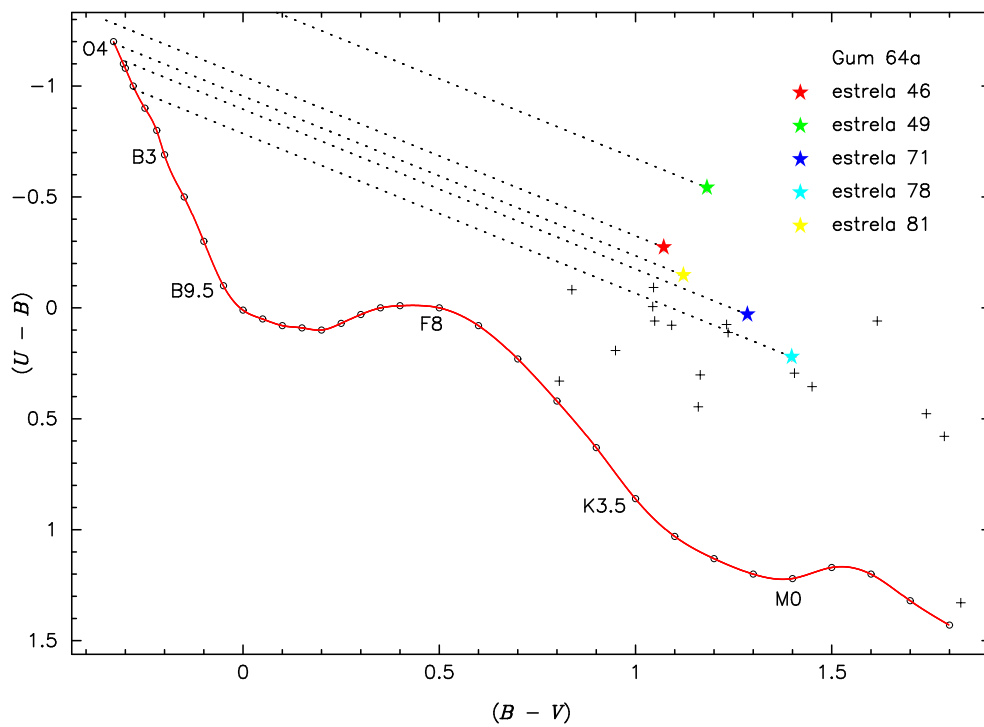


Figura 2.14: Diagrama cor-cor de estrelas selecionadas na região HII Gum 64a.

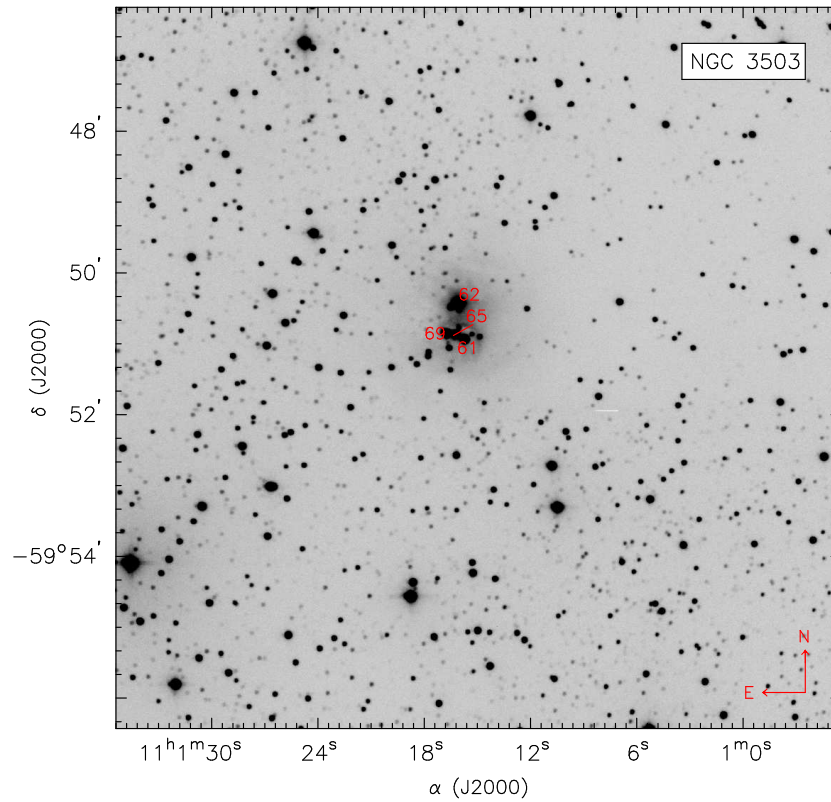


Figura 2.15: Imagem em filtro *B*, da região H II NGC 3503, observada no dia 13 de abril de 2005.

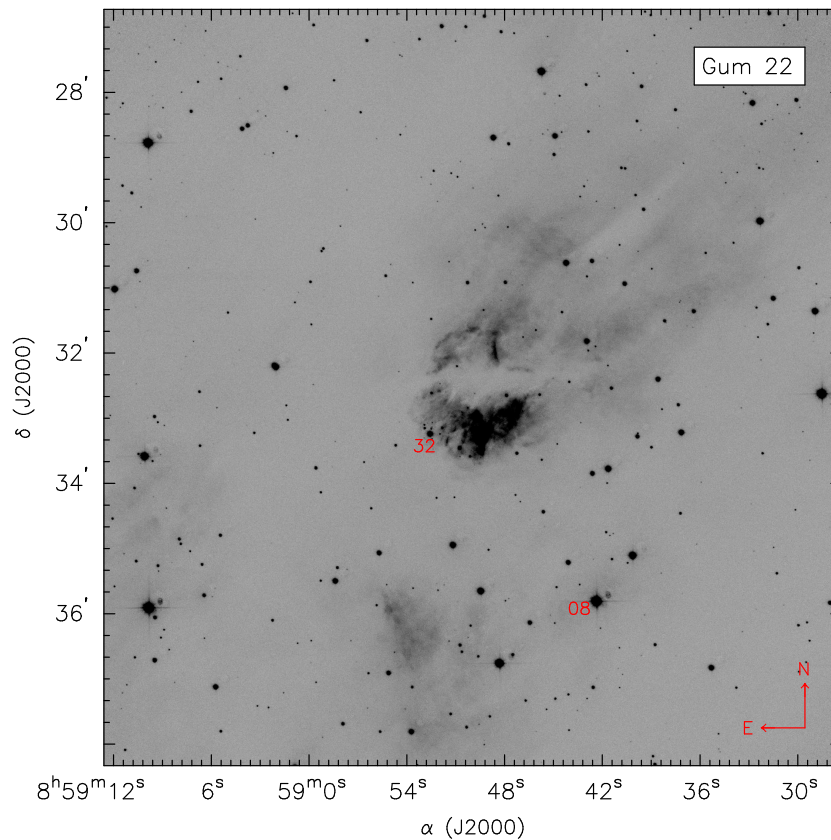


Figura 2.16: Imagem em filtro *R*, da região H II Gum 22, observada no dia 13 de abril de 2005.

Capítulo 3

Observação e redução dos dados espectroscópicos

3.1 Observação

Observações espectroscópicas de fenda longa foram realizadas no OPD entre os anos de 2001 e 2008, usando-se um espectrógrafo Cassegrain acoplado aos telescópios de 0.6 m (Bollee & Chivens) e 1.6 m (Perkin-Elmer). Os espectros foram obtidos com dois tipos diferentes de CCD's e três diferentes redes. Além disso, embora todos os espectros contenham parte da região clássica ($\lambda\lambda 3500-4800$), as observações foram realizadas sem se fixar uma única faixa do espectro eletromagnético. Dessa forma, nós obtemos espectros com escala espacial variando entre 0.51 e $1.00'' \text{pxl}^{-1}$ e dispersão oscilando em torno de $1.00 \text{ \AA} \text{pxl}^{-1}$. A resolução média dos espectros variou entre 5.0 e 7.0 \AA para a maior parte dos casos, exceto para a rede de $300 \text{ linhas mm}^{-1}$, a qual apresentou resolução de 19.7 \AA . A Tabela 3.1 apresenta uma lista das observações espectroscópicas, detalhando individualmente as características de cada espectro.

As observações seguiram procedimentos usuais. Em torno de 15 exposições de *bias* e 10 exposições de *flat-field* de cúpula foram realizadas a cada início e fim de noite de observação. Para calibração em comprimento de onda, nós obtemos exposições de lâmpadas de He-Ar antes e depois da obtenção de cada espectro do objeto. Devemos relatar, ainda, que a fenda foi orientada da mesma forma para todos os espectros, observando a direção leste-oeste e com tamanho angular projetado sobre o plano celeste de $1.5'' \times 320''$. Na maior parte dos casos, a fenda foi colocada de modo que a estrela ficasse posicionada em seu centro, para que pudéssemos extrair – de cada espectro 2D – espectros nebulares 1D em ambos os lados da região onde estava contido o espectro estelar.

Tabela 3.1: Lista de espectros 2D obtidos no OPD entre os anos de 2001 e 2008

Objeto	Estrela	Tel.	CCD	Data	Faixa espectral (\AA)	Rede linhas mm^{-1}	Esc. espacial ($'' \text{pxl}^{-1}$)	Dispersão ($\text{\AA} \text{pxl}^{-1}$)	Resolução (\AA)	Tempo de exposição (s)
RCW 38	08	1.6 m	WI105	2008 Mar 10	4000–6000	600	0.51	1.05	6.0	3×1200
Gum 61	44	0.6 m	WI105	2008 Aug 01	3950–4950	1200	0.56	0.50	5.0	2×2000
Gum 64a	49	0.6 m	WI105	2008 Aug 04	3950–4950	1200	0.56	0.50	5.0	2×2000
NGC 3503	62	1.6 m	WI106	2001 Apr 12	4125–5030	1200	1.00	1.00	5.0	1×1500
	62	1.6 m	WI105	2008 Feb 01	4000–5000	1200	0.51	0.50	5.0	1×1500
RCW 16	01	1.6 m	WI106	2001 Apr 14	4125–5030	1200	1.00	1.00	5.0	1×1500
RCW 55	74	1.6 m	WI105	2008 Mar 08	4000–6000	600	0.51	1.05	7.0	1×1200
	89	1.6 m	WI105	2008 Mar 08	4000–6000	600	0.51	1.05	7.0	1×1200
	90	1.6 m	WI105	2008 Mar 08	4000–6000	600	0.51	1.05	7.0	1×1000
	111	1.6 m	WI105	2008 Mar 08	4000–6000	600	0.51	1.05	7.0	1×600
RCW 87	36	1.6 m	WI105	2006 Apr 24	3900–7800	300	0.51	2.26	19.7	1×1200
	...	1.6 m	WI106	2001 Apr 16	5780–6580	1200	1.00	1.00	5.0	1×1200
RCW 98	136	1.6 m	WI105	2008 Mar 07	4000–6000	600	0.51	1.05	7.0	1×1200

3.2 Redução

O procedimento de redução dos dados espectroscópicos também foi executado com *software* IRAF. Assim como nos dados fotométricos, efetuamos procedimentos padrão de redução de dados obtidos com detectores CCD, como subtração de *bias*, divisão por *flat-field* e remoção de raios cósmicos em todas as imagens, que serão descritos nesta seção.

3.2.1 Procedimentos padrão de redução de dados CCD

A primeira parte do tratamento dos dados espectroscópicos seguiu procedimentos semelhantes aos descritos na seção 2.2.1 (referente aos dados fotométricos) até a construção do *flat-field-combinado*, que, no caso dos dados espectroscópicos, deve ser normalizado antes da aplicação nas imagens. Isto é realizado dividindo o *flat-field-combinado* por uma função ajustada as suas variações em larga escala ao longo do eixo de dispersão. Já a remoção de raios cósmicos seguiu técnicas diferentes daquelas realizadas com os dados fotométricos. Como os espectros 2D não foram combinados, a remoção de raios cósmicos teve de ser executada, editando-se individualmente cada exposição e extraindo-se os pixels afetados um a um, de forma iterativa. Para este trabalho, o IRAF disponibiliza a tarefa **imedit**. Neste aplicativo, uma vez delimitada uma região circular ou retangular que contenha os pixels afetados, são fornecidas opções de interpolação (utilizando pixels vizinhos), que permitem a correção das contagens da região demarcada.

3.2.2 Extração de espectros unidimensionais

O processo de extração dos espectros unidimensionais foi realizado através da rotina **apall**, disponível no pacote **noao.twodspec.apextract** do IRAF. Nesta rotina, configuramos tamanho e posição da abertura, parâmetros de subtração do céu e as características da função traço. Esta corrige eventuais distorções no paralelismo entre a linha central da abertura e o eixo de dispersão (em geral, optamos por uma interpolação *spline* cúbica de baixa ordem, ~ 3). As aberturas foram determinadas individualmente, estabelecendo-se um tamanho da ordem da FWHM medida. Já os parâmetros da função traço, ajustados na extração do espectro estelar, foram fixados e fornecidos como referência na extração dos espectros nebulares e dos espectros de lâmpadas de comparação. Para este último, também fixamos tamanho e posição da abertura.

Uma vez extraídos os espectros unidimensionais, passamos à calibração em comprimento de onda. Com este objetivo, identificamos um conjunto de linhas nos espectros de lâmpadas de He-Ar e ajustamos uma função de dispersão a ser aplicada nos espectros estelares e nebulares. Para identificação e ajuste da função, o IRAF disponibiliza as tarefas **identify** e **reidentify**. Já a conversão da escala via aplicação da função de dispersão é executada com o auxílio da tarefa **dispcor**. Estas três tarefas estão disponíveis no pacote

noao.onedspec. Como havíamos feito dois espectros de lâmpadas de comparação para cada exposição de objeto, definimos peso $1/2$ para cada função e aplicamos a média na calibração.

Por fim, os espectros calibrados em comprimento de onda foram normalizados, ao serem divididos por uma função *spline* cúbica com ordem (número de polinômios cúbicos que definem a função spline por partes) entre 6 e 10, ajustada ao contínuo estelar. Ressaltamos que a ordem dessa função não pode ser muito elevada, podendo causar variações nas intensidades ou, até mesmo, eliminação de linhas espectrais. Tal procedimento substitui a calibração em fluxo, dispensável para a proposta deste trabalho.

Capítulo 4

Classificação espectral das estrelas

A classificação espectral dos objetos deste trabalho foi baseada fundamentalmente nos métodos descritos por Jaschek & Jaschek (1990) e Walborn & Fitzpatrick (1990). Tanto os métodos de comparação como os critérios de classificação quantitativos para estrelas dos tipos O e B serão ilustrados neste capítulo. Por fim, dedicaremos uma subseção para cada objeto, indicando detalhadamente os passos seguidos para obter sua classificação.

4.1 Critérios utilizados na classificação espectral

O principal critério aqui utilizado para definir o tipo espectral de uma estrela é o conjunto de medidas de largura equivalente das linhas de absorção mais intensas presentes no espectro do objeto. A largura equivalente W_λ é uma forma de medir a quantidade de energia que esta linha retirou do espectro contínuo. W_λ é definido como a largura de um retângulo cuja altura é igual ao contínuo e cuja área é idêntica à área da região ocupada pelo perfil da linha. Veremos, a seguir, que o primeiro passo é pré-classificar os espectros, possibilitando a escolha correta do grupo de linhas a ser medido.

Antes de analisar cada espectro quantitativamente, conforme o descrito acima, é importante concentrar a busca em uma estreita faixa de tipos espectrais. Isso é feito identificando-se linhas que caracterizam um dado tipo espectral e constatando-se a ausência de linhas que deveriam estar presentes em outro. Como, a princípio, estamos trabalhando com estrelas quentes, as linhas do He são as principais características procuradas nos espectros. Observe, nas Tabelas 4.1 e 4.2, os valores de W_λ de linhas do HeI presentes na região clássica do espectro de estrelas tipo O e B. Estas linhas aparecem nas estrelas mais quentes do tipo O e aumentam sua intensidade no sentido das estrelas B, tendo seu máximo em estrelas B2. A partir daí, começam a diminuir sua intensidade, desaparecendo em estrelas do tipo A. Assim, se não encontrarmos linhas do He I no espectro, são grandes as chances de que respectiva estrela não seja do tipo O e nem do tipo B, salvo nos casos em estas linhas tenham intensidades semelhantes à intensidade do ruído. Por outro lado,

se elas forem muito intensas ($W_\lambda \geq 0.8 \text{ \AA}$), podemos restringir a busca entre os tipos O8 e B5. Algo semelhante ocorre com as linhas do He II. Estas linhas caracterizam estrelas do tipo O, aparecendo ainda em estrelas B do início da seqüência (B0 e B0.5), de forma que sua presença no espectro garante-nos que estamos trabalhando com uma estrela quente.

Após estabelecermos um grupo de possíveis tipos espectrais, passamos a comparar o espectro investigado com espectros do Atlas de Walborn & Fitzpatrick (1990). Isso nos permite diminuir um pouco mais o tamanho da faixa espectral selecionada e, geralmente, possibilita-nos a definição da classe de luminosidade.

A decisão final depende principalmente dos valores de W_λ das linhas do hidrogênio e do hélio. No caso das estrelas do tipo B, comparamos W_λ medido diretamente com os valores da Tabela 4.1, extraída de Jaschek & Jaschek (1990).

Já para estrelas do tipo O, além da comparação direta com os valores da Tabela 4.2, também extraída de Jaschek & Jaschek (1990), podemos apoiar nossa conclusão nos critérios desenvolvidos por Mathys (1988, 1989). No trabalho de Mathys (1988), foi desenvolvido um critério de determinação do tipo espectral de estrelas O, baseado nos valores de W_λ , das linhas He I $\lambda 4471$ e He II $\lambda 4541$. Mathys encontrou uma correlação entre a razão desses valores de W_λ e o tipo espectral da estrela. A Tabela 4.3 denota faixas

Tabela 4.1: Larguras equivalentes em \AA de algumas linhas fortes de estrelas anãs do tipo B

	H α $\lambda 6562$	H γ $\lambda 4340$	H β $\lambda 4861$	He I $\lambda 4026$	He I $\lambda 4471$	Mg II $\lambda 4481$
B0	3.5	3.5	3.8	1.0	1.0	0.1
B2	5	5.1	6.0	1.5	1.4	0.2
B5	6	6.7	7.5	0.8	0.8	0.3
B8	8	10.0	10.0	0.3	0.3	0.4
A0	10	13.6	14.0	0.1	0.1	0.4

Fonte: Jaschek & Jaschek (1990).

Tabela 4.2: Larguras equivalentes em \AA de algumas linhas fortes de estrelas tipo O, sem distinção entre classes de luminosidade

	H γ $\lambda 4340$	He I $\lambda 4471$	He II $\lambda 4541$
O4	1.5	0.15	0.8
O6	1.8	0.4	0.8
O8	2.0	0.8	0.6
B0	2.5	1.0	0.2

Fonte: Jaschek & Jaschek (1990).

Tabela 4.3: Tipos espectrais baseados em $\log_{10} W'_\lambda$

limite de $\log_{10} W'_\lambda$		tipo espectral		limite de $\log_{10} W'_\lambda$
		O9.7	\geq	0.65
0.65	$>$	O9.5	\geq	0.45
0.45	$>$	O9	\geq	0.30
0.30	$>$	O8.5	\geq	0.20
0.20	$>$	O8	\geq	0.10
0.10	$>$	O7.5	\geq	0.00
0.00	$>$	O7	\geq	-0.10
-0.10	$>$	O6.5	\geq	-0.20
-0.20	$>$	O6	\geq	-0.30
-0.30	$>$	O5.5	\geq	-0.45
-0.45	$>$	O5	\geq	-0.60
-0.60	$>$	O4	\geq	-0.90
-0.90	$>$	O3		

Fonte: Mathys (1988).

Tabela 4.4: Classes de luminosidade baseando-se em $\log_{10} W_\lambda^+$

limite de $\log_{10} W_\lambda^+$		classe de luminosidade		limite de $\log_{10} W_\lambda^+$
		V	\geq	5.40
5.40	$>$	III	\geq	5.15
5.15	$>$	I		

Fonte: Mathys (1989).

expressas em logaritmo decimal desses valores com seus respectivos tipos espectrais. A quantidade $\log_{10} \frac{W_\lambda(\text{HeI } \lambda 4471)}{W_\lambda(\text{HeII } \lambda 4541)}$ foi denominada $\log_{10} W'_\lambda$.

Mathys (1988) também encontrou uma correlação entre o produto dos valores de W_λ das linhas HeI $\lambda 4388$ e HeII $\lambda 4686$ e a classe de luminosidade da estrela. No ano seguinte (Mathys 1989), ele reajustou as faixas de valores, utilizando uma amostra de objetos um pouco maior, obtendo, assim, os resultados listados na Tabela 4.4 para a quantidade denominada pelo autor $\log_{10} W_\lambda^+$. A classificação é então finalizada com a construção de uma figura contendo o espectro investigado e o espectro de uma estrela padrão para o tipo espectral inferido a ela. Todos os espectros de estrelas padrão apresentados foram extraídos do Atlas digital, disponibilizado *on-line* por Walborn & Fitzpatrick (1990).

4.2 Procedimentos utilizados para medir W_λ

Todos os espectros foram analisados usando-se a tarefa **splot** do pacote **noao.oned-spect** do programa IRAF. Visualizamos os espectros já calibrados em comprimento de onda e efetuamos sua normalização, utilizando uma função *spline* cúbica, na maioria dos casos de ordem 12. Notemos que, com o contínuo fixado em uma unidade, W_λ é simplesmente a largura do retângulo construído abaixo dele, com área equivalente àquela ocupada pelo perfil da linha, conforme ilustrado na Figura 4.1.

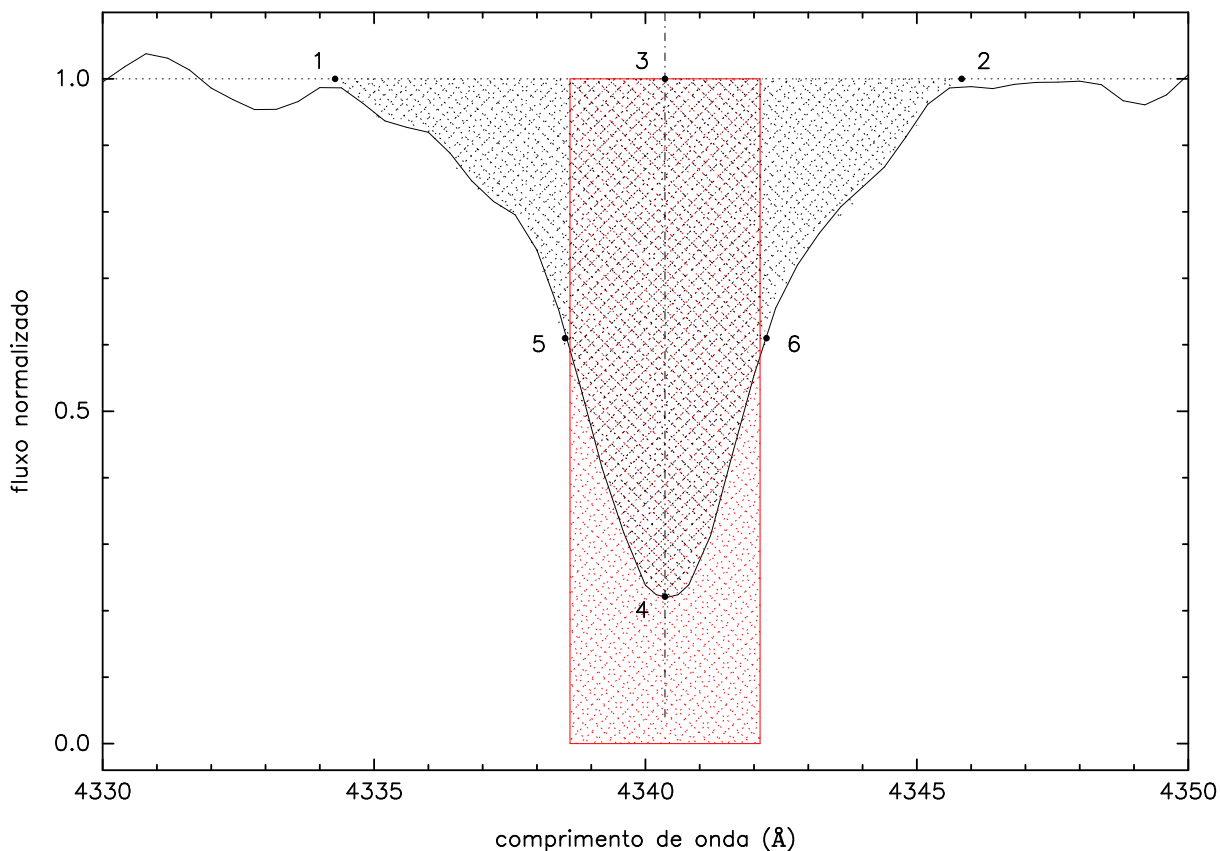


Figura 4.1: Representação geométrica do significado de W_λ . As áreas hachuradas têm valores numéricos equivalentes.

Quando visualizado o espectro com a tarefa **splot**, há várias formas de medir W_λ . Com base nos pontos enumerados na Figura 4.1, depreendemos que a forma mais direta e precisa é efetuada levando-se o cursor do *mouse* até o ponto 1, teclando *e* e, em seguida, fazendo-se o mesmo no ponto 2. O **splot** traça uma reta entre os pontos 1 e 2 e integra a área compreendida entre esta linha e o perfil da linha espectral. Porém, havendo irregularidades no contínuo ou no perfil da linha, geralmente provocadas pela presença de linhas muito próximas às linhas de interesse, o valor medido poderá levar consigo grande margem de erro. A solução para esse problema é identificar a região mais regular do perfil da linha; ajustar uma função (gaussiana, por exemplo), utilizando somente esta parte;

extrapolá-la, criando um perfil artificial e, por fim, medir W_λ deste perfil. Isso é feito posicionando-se o cursor no centro do perfil da linha, na altura onde esperamos que esteja localizado o contínuo (ponto 3), e teclando-se h . Em seguida, devemos indicar a região que será usada para o ajuste. Teclamos a para a região entre 4 e 5, b para a região entre 4 e 6 e c para a usar simultaneamente as duas regiões anteriores. Para usar as regiões entre 1 e 4 ou entre 2 e 4, teclamos respectivamente l ou r . A Tabela 4.5 resume os valores de W_λ encontrados para os objetos deste trabalho, juntamente com a técnica utilizada para a medida. Nos casos em que W_λ foi medido diretamente teclando-se e , nada foi especificado. Quando um perfil artificial teve de ser ajustado, a região utilizada foi indicada ao lado da medida pelos caracteres descritos acima.

Tabela 4.5: Valores em Å encontrados nas medidas de W_λ das principais linhas utilizadas na classificação espectral

Estrela	H γ $\lambda 4340$	H β $\lambda 4861$	He I $\lambda 4026$	He I $\lambda 4143$	He I $\lambda 4388$	He I $\lambda 4471$	He II $\lambda 4541$	He II $\lambda 4686$	H α $\lambda 6562$
RCW55-89	4.57 c	4.64 c	1.00	0.53	0.44	1.20
RCW55-90	4.29	4.17	1.18 c	1.22 c
RCW55-111	2.81	2.85	0.29 c	0.73	0.57	0.70	...
Gum61-44	2.13	2.11	0.23	0.64	0.64	0.83 c	...
RCW98-136	2.86	3.07	0.40 c	0.81	0.22 c	0.41	...
NGC3503-62	2.35	3.58	...	0.53	0.48	0.83	0.18	0.10	...
Gum64a-49	3.39	3.56 c	0.67 b	0.43	0.58	1.25
RCW16-01	2.56	3.11	0.23	0.68	0.77	0.94	...
RCW55-74	8.29	9.32	0.38 b	0.31
RCW87-36	6.07 c	7.31	0.49	1.03 c	5.68
RCW38-08	6.14	5.85

Obs.: Os caracteres b e c indicam que um perfil artificial foi usado para estimar W_λ .

4.3 Análise individual dos objetos

Nesta seção, avaliaremos individualmente o espectro de cada estrela selecionada, descrevendo de forma detalhada o procedimento de identificação do seu respectivo tipo espectral. Iniciaremos cada subseção fornecendo as coordenadas do objeto no Sistema Equatorial Celeste, juntamente com os motivos que nos levaram a selecioná-lo. A seguir, descreveremos quantitativamente e qualitativamente diversas características importantes do seu espectro. Por fim, concluiremos identificando o tipo espectral da estrela e apontando o(s) principal(is) critério(s) utilizado(s) em cada caso.

4.3.1 Estrela RCW55-89

A estrela RCW55-89 foi destacada por ser uma das mais brilhantes do objeto em filtro B e por estar aparentemente imersa na nuvem de gás. Além disso, o diagrama cor-cor indica tratar-se de uma estrela do tipo O.

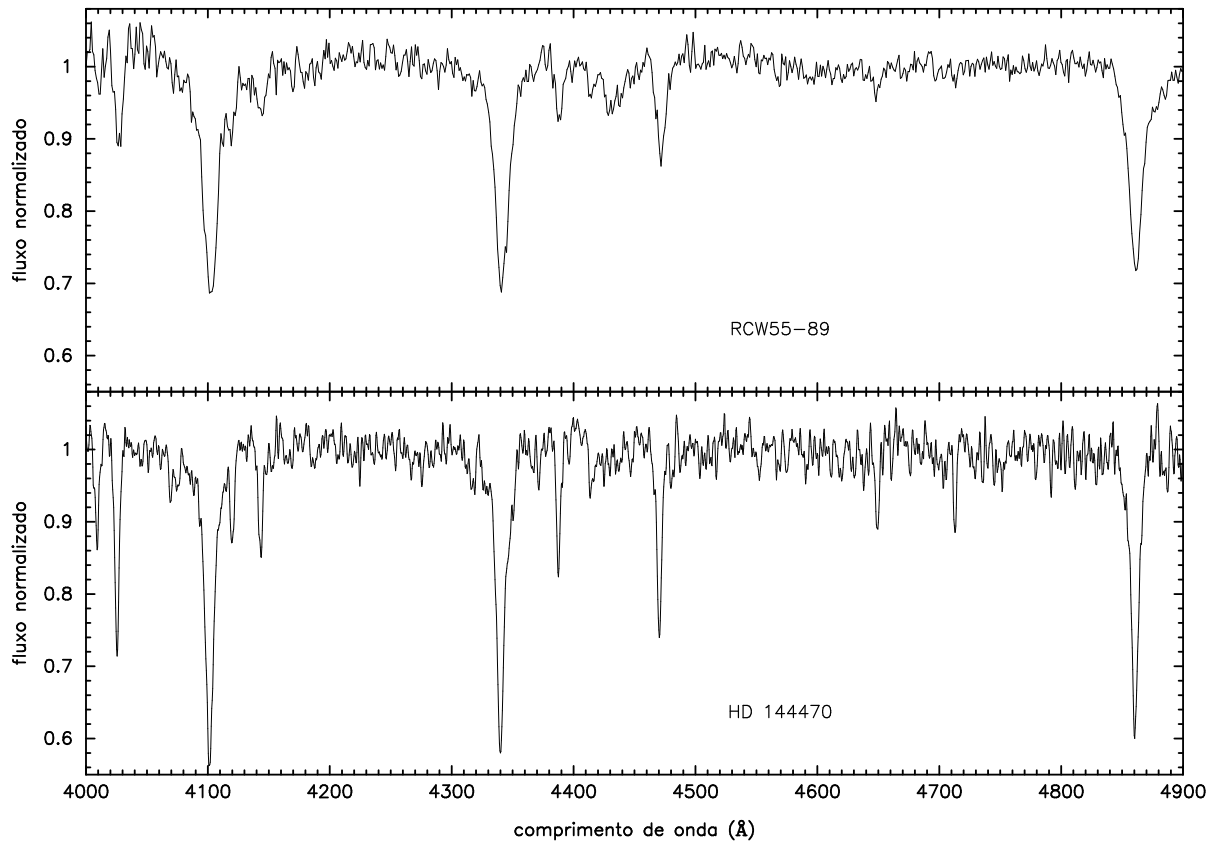


Figura 4.2: Comparação entre o espectro da estrela HD 144470, padrão para o tipo B1V, com o espectro da estrela RCW55-89.

A Figura 4.2 mostra um espectro desta estrela, juntamente com o espectro da estrela HD 144470 padrão¹ para o tipo B1V. Numa primeira inspeção, percebemos fortes linhas da série de Balmer e também linhas do He I bastante acentuadas, tais como $\lambda 4026$ e $\lambda 4471$. Porém, com uma intensidade pouco maior que o ruído, identificamos He II $\lambda 4686$, sendo que linhas do He II são características de estrelas do tipo O. Assim, uma boa tática é comparar este espectro com espectros de estrelas padrão entre os tipos O9 e B2.

O espectro apresentado na Figura 4.2 foi normalizado ajustando-se uma função *spline* cúbica de ordem 12. Porém, devido a irregularidades no contínuo, fez-se necessária uma nova normalização do espectro original, agora com ordem 30, usada **apenas** para medir $W_\lambda(\text{He I } \lambda 4026)$. Quase todas as medidas de W_λ indicam uma estrela do tipo B1, destaque para as linhas $H\gamma$, He I $\lambda 4471$ e $H\beta$ que apresentaram valores de W_λ muito próximos aos valores listados na Tabela 4.1.

¹Walborn & Fitzpatrick (1990)

Contudo, cabe salientar que medimos um valor muito baixo em He I $\lambda 4388$ para uma estrela desse tipo, o qual acreditamos ser causado por irregularidades no perfil. Embora os espectros sejam semelhantes na faixa entre 4 000 Å e 4 500 Å, diferem no restante do espectro (de 4 500 Å a 4 800 Å). As características presentes nesta última faixa são típicas de estrelas B um pouco mais frias que B0, mas devemos ficar atentos para a presença já mencionada de He II $\lambda 4646$, que indica o contrário. Jaschek & Jaschek (1990) alertam que sempre podem haver algumas anomalias, destacando também que o importante é verificar todas as linhas possíveis e optar pelo grupo mais consistente. No caso do espectro desta estrela, estima-se que as anomalias não são peculiares ao objeto e sim às condições dos instrumentos detectores durante as observações. Notamos clara condensação do CCD durante a exposição realizada imediatamente antes da exposição de RCW55-89, exatamente na faixa que difere do espectro da estrela padrão. Além disso, comparando este espectro com os demais espectros obtidos na mesma noite, notam-se maiores irregularidades justamente em seu contínuo, o que nos leva a acreditar que houve uma pequena condensação (diminuindo a intensidade das linhas) que não pôde ser identificada visualmente, mas que nos faz analisar com cautela qualquer medida nesta área.

Dessa forma, pela presença discreta da linha He II $\lambda 4686$ e pelos valores de W_λ de $H\gamma$, He I $\lambda 4471$ e $H\beta$ apresentarem boa coerência entre si, afirmamos que o tipo espectral da estrela RCW55-89 é B1, faltando ainda a definição da classe espectral. Walborn & Fitzpatrick (1990) utilizam a razão de intensidades Si III $\lambda 4552$ /He I $\lambda 4388$ na definição da classe de luminosidade de estrelas B1. Como esta razão cresce com a luminosidade e levando em consideração que, neste caso, o valor encontrado é muito pequeno, classificamos a estrela RCW55-89 como anã. Portanto, acreditamos que trata-se de uma estrela do tipo B1V.

4.3.2 Estrela RCW55-90

A estrela RCW55-90 foi destacada pelos mesmos motivos que destacamos a estrela RCW55-89, já que ambas estão sobrepostas no diagrama cor-cor e aparentemente imersas na nuvem de gás.

A Figura 4.3 mostra um espectro desta estrela juntamente com o espectro da estrela HD 144470 padrão² para o tipo B1V. Numa primeira inspeção, não percebemos a presença de linhas do He II, tais como $\lambda 4200$ e $\lambda 4541$, que caracterizam estrelas do tipo O, mas novamente encontramos He II $\lambda 4686$ em fraca absorção ($\sim 2 \times$ ruído). Também encontramos fortes linhas da série de Balmer e linhas do He I como $\lambda 4026$, $\lambda 4120$, $\lambda 4143$, $\lambda 4388$ e $\lambda 4471$, todas bastante intensas. Em destaque, encontra-se He I $\lambda 4471$, com metade da intensidade de $H\gamma$. A presença de linhas do He I e a ausência de linhas do He II caracterizam uma estrela do tipo B e, conforme descrito na seção 4.1, as linhas do He I atingem

²Walborn & Fitzpatrick (1990).

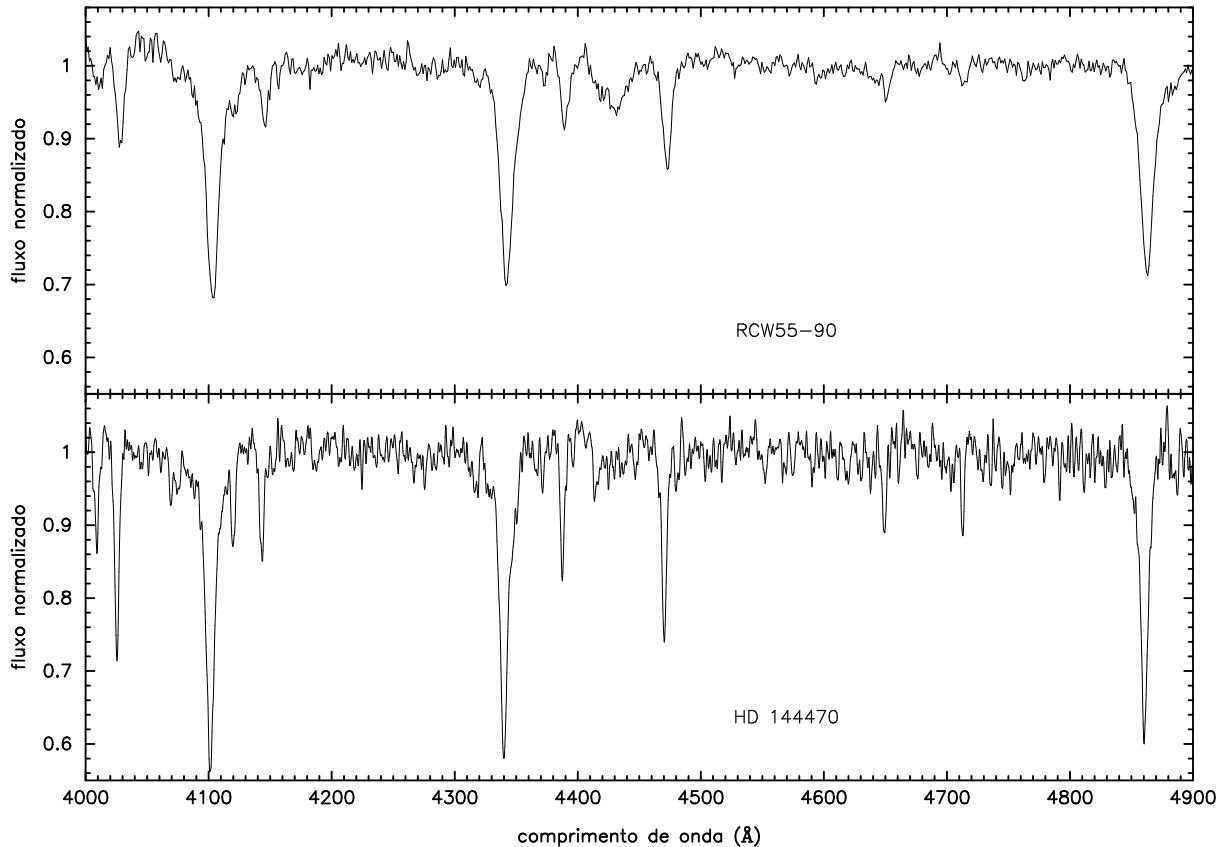


Figura 4.3: Comparação entre o espectro da estrela HD 144470, padrão para o tipo B1V, com o espectro da estrela RCW55-90.

seu máximo em estrelas do tipo B2. Com base nessas afirmações, podemos esperar que o tipo espectral da estrela RCW55-90 esteja entre B0 e B2. Ao compararmos o espectro investigado com espectros de estrelas gigantes e supergigantes entre B1 e B3, não percebemos compatibilidade. Estas estrelas possuem fortes linhas de absorção em C III $\lambda 4649$ e N III $\lambda 4641$, as quais não foram identificadas no espectro estudado. Dessa forma, admitindo que a estrela em questão é mesmo uma anã, investiguemos alguns valores de largura equivalente.

Todos os valores de larguras equivalentes investigados, quando comparados com a Tabela 4.1, apontam realmente para uma estrela anã, entre os tipos espectrais B0 e B2. Destaque para $W_\lambda(\text{H}\gamma) = 4.3 \text{ \AA}$, valor médio entre os respectivos valores de $W_\lambda(\text{H}\gamma)$, listados para B0 e B2. Buscando os valores intermediários no trabalho de Didelon (1982), encontramos valores de $W_\lambda(\text{He I } \lambda 4026)$ e $W_\lambda(\text{He I } \lambda 4471)$ para estrelas B1, muito próximos àqueles medidos neste trabalho. Apenas o valor de $W_\lambda(\text{H}\beta)$ está um pouco deslocado para o valor correspondente em estrelas B0.5V. A semelhança entre os conjuntos de linhas Si IV $\lambda 4089$, He I $\lambda 4120$ e He I $\lambda 4143$ é bem evidente entre os dois espectros ilustrados na Figura 4.3 (He I $\lambda 4143$ levemente mais intensa que He I $\lambda 4120$), onde comparamos o espectro da estrela RCW55-90 com o espectro da estrela HD 144470 padrão para o tipo B1V. Esta semelhança é mantida para He I $\lambda 4471$, He I $\lambda 4388$ e outras linhas de intensidade próxima

à intensidade do ruído em sua vizinhança. Tratando-se de uma estrela B1, a classe V novamente é sugerida, observando-se a razão Si III $\lambda 452$ /He I $\lambda 4388$, indicada por Walborn & Fitzpatrick (1990).

A proximidade entre os valores de W_λ e a semelhança encontrada na inspeção visual nos permitem afirmar que a estrela RCW55-90 é do tipo espectral B1V.

4.3.3 Estrela RCW55-111

Escolhemos a estrela RCW55-111 entre as demais estrelas que compõe o aglomerado devido à classificação fotométrica tê-la indicado como uma de suas estrelas mais quentes. Além disso, esta estrela possui o segundo menor índice de cor ($B - V$) da amostra e também a menor magnitude aparente na banda B .

A Figura 4.4 mostra um espectro da estrela RCW55-111 juntamente com espectros de estrelas padrão extraídos de Walborn & Fitzpatrick (1990). Todas as estrelas padrão são do tipo O8, mas de diferentes classes de luminosidade. Respectivamente, a partir

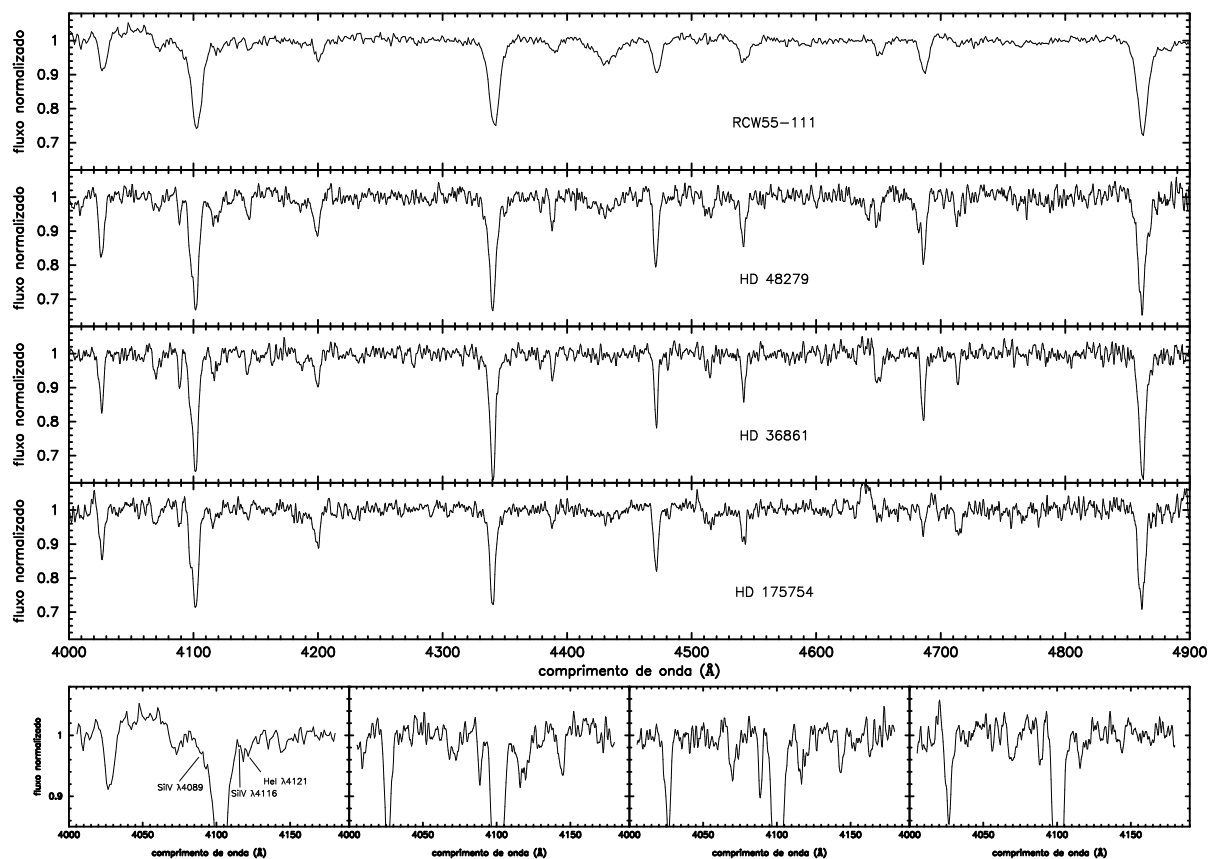


Figura 4.4: Comparação entre o espectro da estrela RCW55-111, com espectros de estrelas padrão. Todas as estrelas são do tipo O8, mas de diferentes classes. Respectivamente, de cima para baixo, as estrelas padrão são: HD 48279 (classe V), HD 36861 (classe III) e HD 175754 (classe II). Na parte inferior da figura, estão expandidas as regiões próximas a H δ dos quatro espectros, nessa mesma ordem.

do segundo espectro de cima para baixo, as estrelas padrão são: HD 48279 (classe V), HD 36861 (classe III) e HD 175754 (classe II). O espectro investigado apresenta fortes linhas do He II, tais como $\lambda 4200$, $\lambda 4541$ e $\lambda 4686$, com pouco mais que 1/4 da intensidade das linhas de Balmer. Estas características são argumentos suficientes para concluirmos que estamos trabalhando com uma estrela do tipo O, o que facilita o trabalho de classificação. Para estrelas do tipo O, podemos usar os critérios quantitativos desenvolvidos por Mathys (1988, 1989), inclusive para a determinação da classe de luminosidade.

Ao medirmos as devidas larguras equivalentes, encontramos $\log_{10} W'_\lambda = 0.11$. Por meio da Tabela 4.3, concluímos que se trata de uma estrela do tipo O8. Uma inspeção visual na Figura 4.4 mostra boa semelhança entre o espectro da estrela RCW55-111 e os espectros de estrelas padrão para o tipo O8. Analisando individualmente os valores de W_λ , percebemos que as linhas de Balmer realmente caracterizam uma estrela mais quente que B0 e que He I $\lambda 4471$ aponta para uma estrela mais fria que O7. Já He II $\lambda 4541$ tem um valor muito próximo ao indicado na Tabela 4.2 para estrelas do tipo O8, aumentando a confiabilidade do resultado indicado por $\log_{10} W'_\lambda$. Quanto à classe de luminosidade, encontramos $\log_{10} W_\lambda^+ = 5.31$, indicando classe III na Tabela 4.4. Porém, devemos observar o comportamento de outras linhas e confirmar a classe da estrela estudada, após constatarmos compatibilidade em uma inspeção visual, tal como é apresentado na Figura 4.4.

A classe de luminosidade não é determinada com segurança pelo critério He II $\lambda 4541$ /He I $\lambda 4388$, já que as linhas apresentam perfis irregulares. Porém, Walborn & Fitzpatrick (1990) explicam que estrelas do tipo O do final da seqüência apresentam efeito negativo em absorção na linha He II $\lambda 4686$, ao variar a classe de luminosidade de anãs para gigantes. Comparando a razão He II $\lambda 4686$ /H γ entre as estrelas padrão da Figura 4.4 e a estrela RCW55-111, constatamos que há maior compatibilidade com a classe III, o que confirma o resultado encontrado via critério $\log_{10} W_\lambda^+$. Dessa forma, classificamos a estrela RCW55-111 como O8III.

4.3.4 Estrela Gum61-44

A estrela Gum61-44 foi destacada tanto pela localização no centro da nebulosa, quanto por ser indicada pela classificação fotométrica como a mais quente do aglomerado. Embora o diagrama cor-cor indique uma estrela B1.5, veremos que esta estrela é do tipo O, o que sugere problemas com a fotometria deste objeto.

Observando a Figura 4.5, identifica-se a presença de fortes linhas do He II ($\lambda 4200$, $\lambda 4541$, $\lambda 4686$), característica esta encontrada exclusivamente em estrelas do tipo O. Quando comparamos as larguras equivalentes das linhas He I $\lambda 4471$ e He II $\lambda 4541$ com os valores encontrados na tabela 4.2, notamos que a procura deve ser restringida à faixa O6–O8. O critério $\log_{10} W'_\lambda = 0.00$ está exatamente no limite entre os tipos espectrais

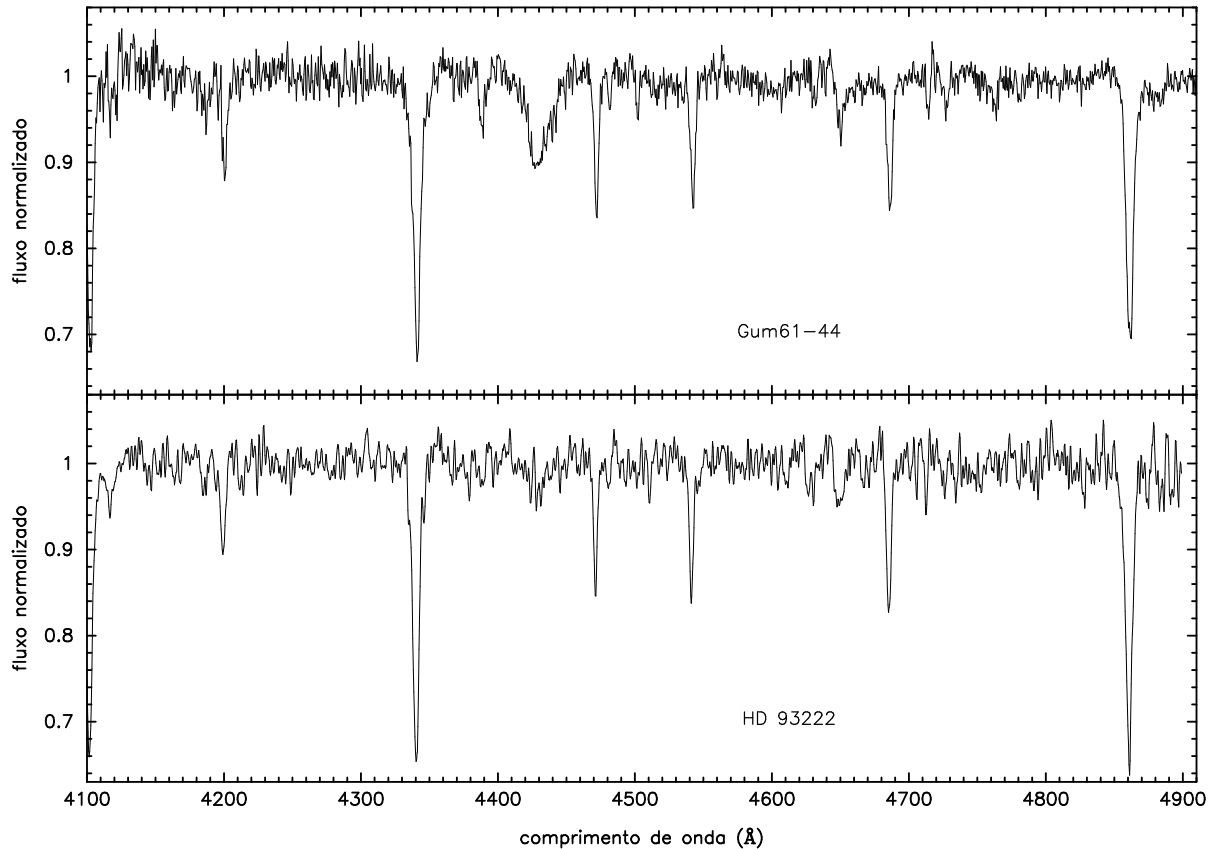


Figura 4.5: Comparação entre o espectro da estrela Gum61-44, com o espectro da estrela padrão HD 93222, tipo espectral O7III.

O7 e O7.5, tornando necessária a observação de outros critérios. Por outro lado, Walborn & Fitzpatrick (1990) explicam que o tipo O7 é definido por $\text{He II } \lambda 4541 = \text{He I } \lambda 4471$, justamente o que vemos na Figura 4.5. Quanto à classe de luminosidade, $\text{He II } \lambda 4686$ em absorção descarta qualquer possibilidade dessa estrela ser classe I ou II, mas a intensidade comparável às linhas do He I mantém a dúvida entre as classes III e V. No caso da estrela Gum61-44, o critério de Mathys (1989) é bem esclarecedor, uma vez que $\log_{10} W_{\lambda}^{+} = 5.27$ está no centro da faixa pertencente às gigantes na Tabela 4.4.

A Figura 4.5 compara o espectro da estrela investigada com o espectro da estrela HD 93222, padrão para o tipo O7III. A semelhança encontrada é bastante satisfatória, possibilitando-nos sugerir que a estrela Gum61-44 é do tipo O7III.

4.3.5 Estrela RCW98-136

A estrela enumerada RCW98-136 foi escolhida pelos seguintes motivos: primeiro, por ser uma das mais brilhantes na banda *B*; depois, por ter o segundo menor índice de cor da amostra, por aparentemente estar imersa na nuvem de gás e, finalmente, pela pré-classificação via diagrama cor-cor indicar uma dúvida entre os tipos espectrais O9.5 e B0.

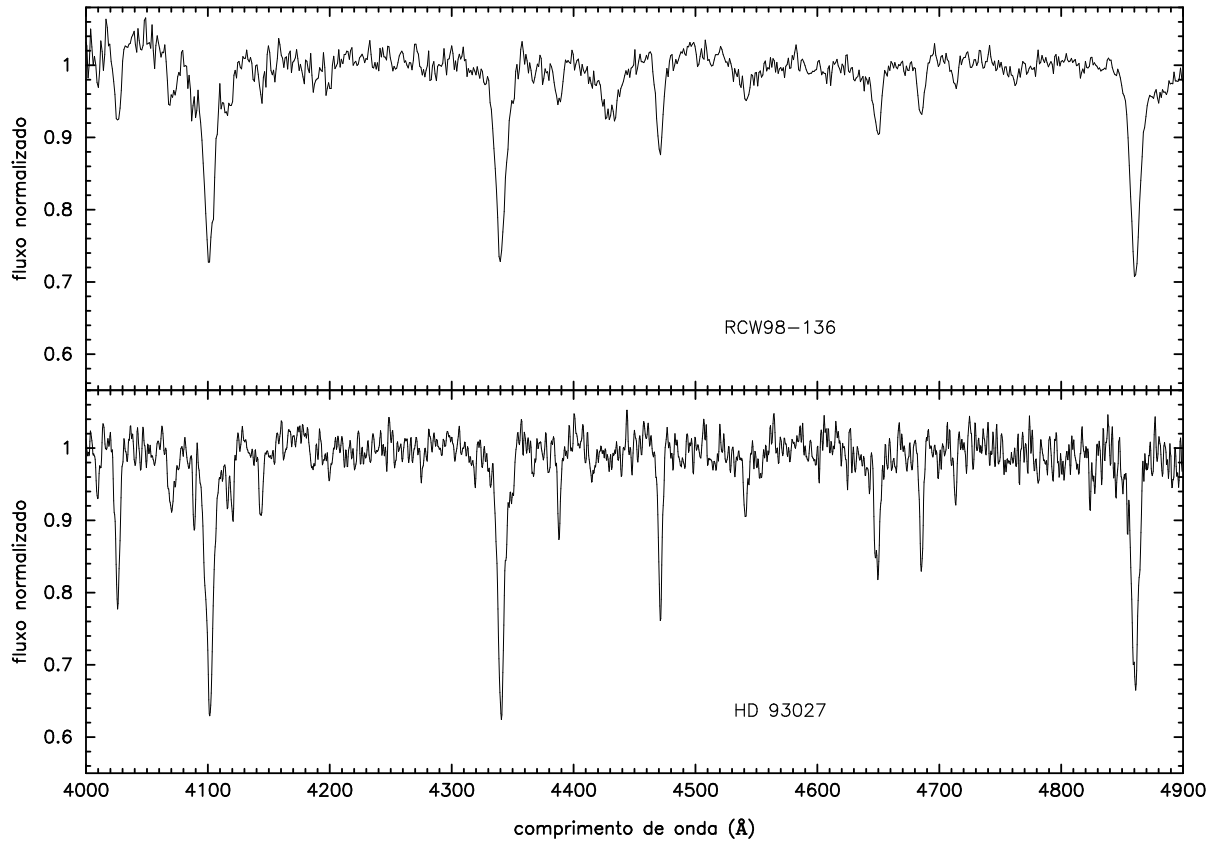


Figura 4.6: Comparação entre o espectro da estrela RCW98-136, com o espectro da estrela HD 93027, padrão para o tipo O9.5V.

A Figura 4.6 mostra um espectro da estrela 136 juntamente com o espectro³ da estrela HD 93027, padrão para o tipo O9.5V. A existência de linhas do He II ($\lambda 4200$, $\lambda 4541$ e $\lambda 4686$) no espectro investigado leva-nos a concluir que se trata de uma estrela do tipo O. Verificamos, ainda, que o fato dessas linhas serem pouco intensas aponta para o final da seqüência de estrelas O, concordando com a classificação via fotometria *UBV*.

As medidas de W_λ das linhas H γ , He II $\lambda 4541$ e He I $\lambda 4471$ novamente indicam que o espectro estudado pertence a uma estrela entre os tipos espectrais O8 e B0. Como todos os parâmetros analisados até agora apontam para uma estrela nesta faixa, podemos utilizar novamente o critério $\log_{10} W'_\lambda$ para a determinação do tipo espectral e, dependendo do que for encontrado, utilizar o critério $\log_{10} W_\lambda^+$ para a determinação da classe de luminosidade. Dessa forma, encontramos $\log_{10} W'_\lambda = 0.57$, o que confirmou o tipo espectral da estrela como O9.5. Quanto à classe de luminosidade, não podemos usar o critério $\log_{10} W_\lambda^+$ para estrelas mais frias que O8.5. Porém, para os últimos tipos espectrais da seqüência de estrelas tipo O, podemos usar a razão C III $\lambda 4649$ /He II $\lambda 4686$, indicada por Jaschek & Jaschek (1990), o que, neste caso, indica classe V. Já Walborn & Fitzpatrick (1990) sugerem como critério de luminosidade os efeitos positivos em absorção nas linhas Si IV $\lambda\lambda 4089, 4116$ e negativos em He II $\lambda 4686$, verificados com o aumento da luminosidade. Um

³Extraído de Walborn & Fitzpatrick (1990).

exemplo extremo é encontrado em supergigantes, onde He II $\lambda 4686$ aparece em emissão e $\frac{Si\ IV\ \lambda 4089}{He\ I\ \lambda 4388} \approx 2$. A observação desse critério nos leva novamente a classificar essa estrela como anã.

A classificação dada no parágrafo anterior tem seus argumentos reforçados ao realizarmos uma inspeção visual na Figura 4.6, onde percebemos grande semelhança entre o espectro da estrela RCW98-136 com o espectro de uma estrela padrão para o tipo O9.5V, sendo este, portanto, o tipo espectral atribuído para a essa estrela.

4.3.6 Estrela NGC3503-62

A estrela NGC3503-62 foi selecionada tanto por apresentar a maior magnitude B da amostra de estrelas estudadas na região HII NGC 3503, quanto por estar aparentemente imersa na nebulosa.

A Figura 4.7 compara o espectro da estrela NGC3503-62 com espectros de estrelas padrão extraídos de Walborn & Fitzpatrick (1990). O espectro apresentado acima é uma combinação de observações em dois turnos com configuração instrumental diferente. Em abril de 2001, foram extraídos espectros da região HII NGC 3503, com o objetivo de estimar propriedades físicas e químicas da nebulosa. Porém, de uma exposição cuja

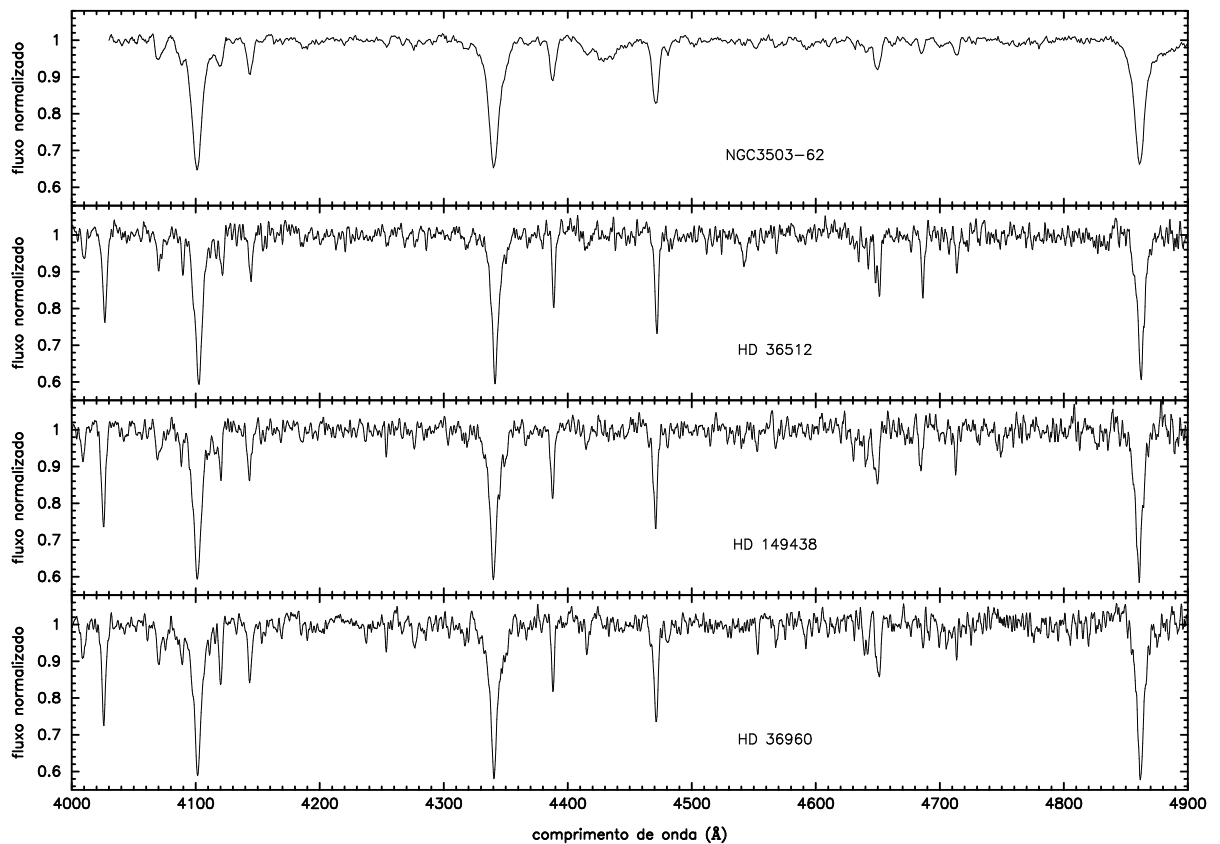


Figura 4.7: Comparação entre o espectro da estrela NGC3503-62, com espectros de estrelas padrão para os tipos B0V, B0.2V e B0.5V, dispostos respectivamente de cima para baixo.

fenda foi centrada nesta estrela, foi possível a extração de um espectro estelar como um subproduto do trabalho. Por estas razões, não foi priorizada a obtenção de espectros contendo a região clássica. Já em fevereiro de 2008, obtivemos espectros na faixa de 4000 a 5000 Å, porém foi detectado condensação na região do CCD que continha a faixa espectral de 4305 a 4730 Å, impossibilitando medidas confiáveis de W_λ de linhas importantes para a classificação. Como esta região foi coberta pelo espectro obtido em 2001, optamos por unir a faixa 4000–4125 Å do espectro obtido em 2008, com a faixa 4125–4900 Å deste espectro e construir o espectro apresentado na Figura 4.7. No próximo parágrafo, discutiremos a classificação adotada para esta estrela.

Numa primeira inspeção, percebemos que as linhas da série de Balmer e as linhas do He I são bastante intensas, o que caracteriza estrelas do tipo O ou do tipo B. Procurando por linhas do He II, encontramos He II $\lambda\lambda 4541, 4686$. Sabemos que linhas do He II não aparecem em estrelas B (exceto de B0 a B0.5), o que refina um pouco mais nossa pesquisa. Porém, essas linhas crescem com a temperatura da estrela, sendo bastante intensas nas primeiras estrelas da seqüência de estrelas do tipo O, o que não é o caso do espectro apresentado na Figura 4.7. Com base nos argumentos acima, comparamos o espectro investigado com espectros de estrelas padrão entre os tipos O8 e B0.5. Todas as medidas de W_λ apontam para estrelas B0 ou B0.5, não havendo tendência para nenhum dos dois tipos. Porém, já com esta faixa restrita, pudemos determinar a classe de luminosidade, o que viria a facilitar a definição final do tipo espectral. O critério mais utilizado na determinação de classes de luminosidade de estrelas B0 e B0.5 é a observação da variação das intensidades das linhas do Si IV, em comparação com as linhas do He I. A linha Si IV $\lambda 4089$ cresce com a luminosidade, atingindo aproximadamente metade da intensidade de H δ em supergigantes, o que não ocorre neste caso. Já Si IV $\lambda 4166$ não aparece no espectro ou não pode ser resolvida em meio ao ruído, caracterizando uma estrela anã. Walborn & Fitzpatrick (1990) sugerem ainda, como critério adicional, observar o crescimento da razão Si III $\lambda 4552$ /He I $\lambda 4388$ com o aumento da luminosidade. Contudo, vemos que, para este espectro, o valor encontrado é muito próximo de zero, o que confirma a classe V.

Os espectros apresentados na figura 4.7 foram extraídos de estrelas padrão para os tipos B0V, B0.2V e B0.5V. Podemos notar que os dois primeiros são bastante compatíveis com a estrela investigada, descartando-se, assim, o tipo espectral B0.5V. A conclusão vem da sutil diferença entre B0V e B0.2V, descrita por Walborn & Fitzpatrick (1990). Um estrela B0.2V apresenta características muito semelhantes a estrelas B0V, mas com linhas do He II um pouco mais fracas (ver He II $\lambda 4686$) e com linhas do Si III e O II um pouco mais intensas. Estas características descrevem satisfatoriamente o que é observado no espectro da estrela NGC3503-62, permitindo-nos classificá-la como B0.2V.

4.3.7 Estrela Gum64a-49

Selecionamos a estrela Gum64a-49 por esta se destacar no diagrama cor-cor como a mais quente do grupo de estrelas presentes nas imagens fotométricas de Gum 64a. Contudo, os pontos referentes a essas estrelas estão visivelmente deslocados para valores mais negativos de $(U - B)$, caracterizando estrelas mais quentes do que a classificação espectral irá nos mostrar. Dessa forma, a classificação via fotometria das estrelas de Gum 64a foi utilizada apenas na seleção de alvos para obtenção de espectros, não sendo base para a classificação de nenhuma estrela.

A Figura 4.8 mostra uma comparação entre o espectro da estrela Gum64a-49 com espectros de estrelas padrão para os tipos B0V, B0.5V e B1V. Uma análise nas medidas de W_λ leva-nos a um resultado dúbio. As linhas da série de Balmer indicam uma estrela B0 e as linhas do HeI indicam B0.5. De qualquer modo, nesta faixa, a classe de luminosidade já pode ser definida, de forma que os mesmos critérios usados na seção 4.3.6 identificam claramente uma estrela anã. Já com a definição da classe de luminosidade, voltemos a Figura 4.8. Podemos ver uma razoável compatibilidade entre os três espectros apresentados, novamente sem uma definição clara para um tipo particular. Decidimos, com isso, observar critérios específicos a esta faixa espectral, listados por Walborn & Fitz-

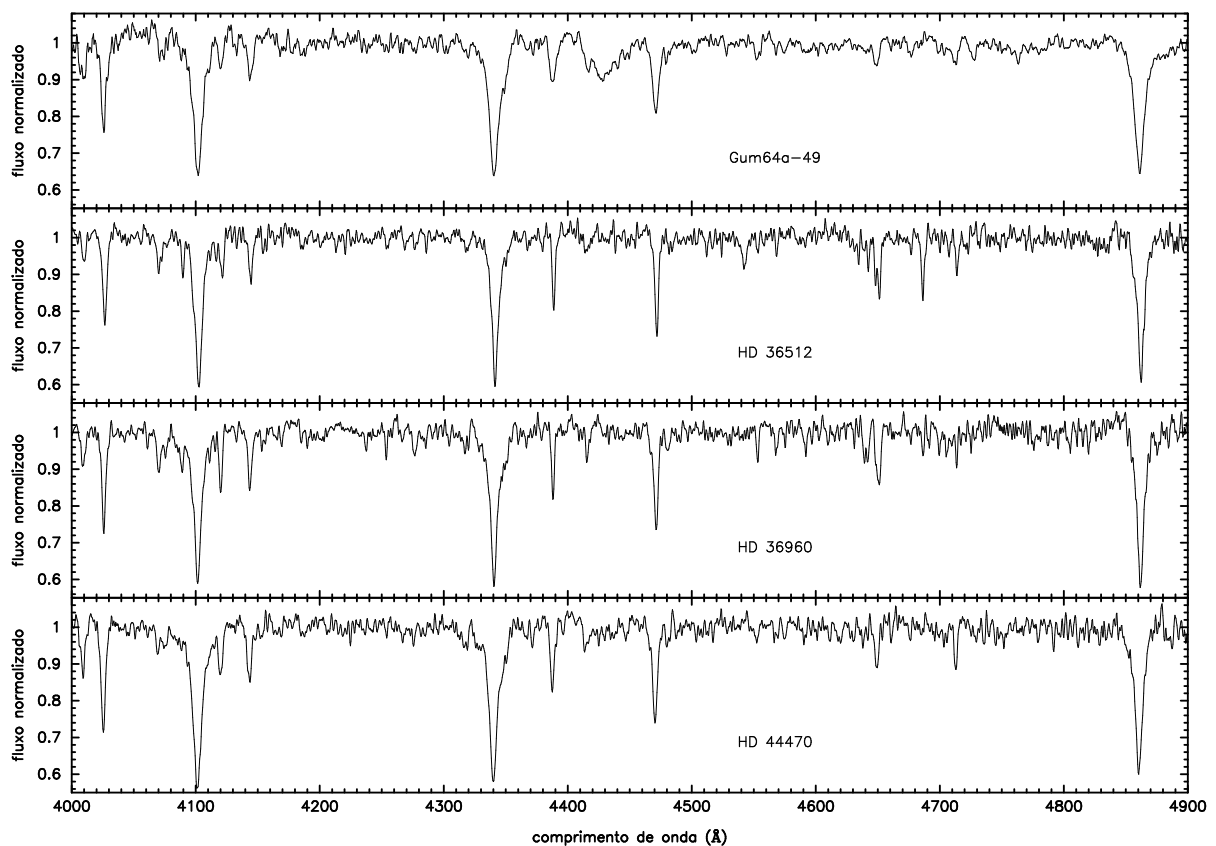


Figura 4.8: Comparação entre o espectro da estrela Gum64a-49, com espectros das estrelas HD 36512, HD 36960 e HD 44470, padrões para os tipos B0V, B0.5V e B1V, respectivamente.

patrick (1990). Estes autores observam que, em estrelas B0.5V, a linha He II $\lambda 4686$ está desaparecendo e, principalmente, que as linhas do Si III e do O II atingem seu máximo, ocorrendo Si III $\lambda 4552 \simeq$ Si IV $\lambda 4089$. Observando estes critérios e a definição de classe já discutida, classificamos a estrela Gum64a-49 como B0.5V.

4.3.8 Estrela RCW16-01

A seleção da estrela RCW16-01 não seguiu os padrões da maioria dos objetos deste trabalho. O espectro estelar apresentado na Figura 4.9 foi obtido em abril de 2001, como parte de um trabalho cujo foco era a avaliação de propriedades do gás, e não a classificação espectral do conteúdo estelar da nebulosa. A Figura 4.9 compara o espectro da estrela RCW16-01 com espectros de estrelas padrão para os tipos O6.5V e O7V. Analisemos, inicialmente, o grupo de linhas presentes no espectro investigado.

O espectro da estrela RCW16-01 apresenta fortes linhas do He II ($\lambda 4200$, $\lambda 4541$, $\lambda 4686$), o que nos permite afirmar de antemão que estamos classificando uma estrela do tipo O. Em seguida, uma análise preliminar das larguras equivalentes de linhas de H e

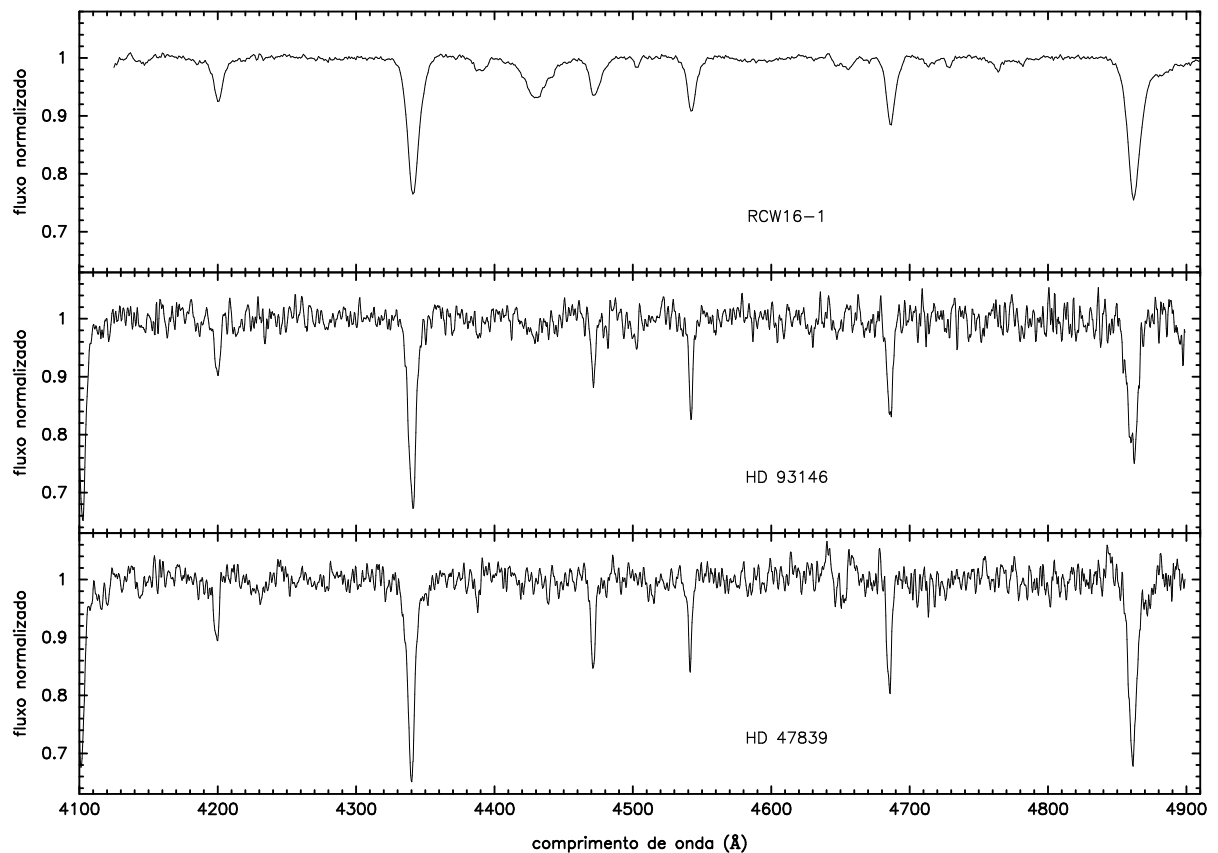


Figura 4.9: Comparação entre o espectro da estrela RCW16-01, com o espectro das estrelas HD 93146 e HD 47839, padrões para os tipos O6.5V e O7V, respectivamente.

He nos restringe a uma busca entre os tipos espectrais O6 e O8. Nesta faixa espectral, a linha He II $\lambda 4686$ conduz a uma classificação desta estrela como anã. Dessa forma, comparando essas medidas de W_λ com valores tabelados para estrelas anãs, entre os tipos O6V e O8V, constatamos que a maioria dessas medidas indicam O6.5V ou O7V, sendo este último reforçado pelo critério $\log_{10} W'_\lambda$. Contrapondo-se a isto, Walborn & Fitzpatrick (1990) explica que uma estrela O7 é definida por apresentar He II $\lambda 4541 =$ He I $\lambda 4471$ e, a partir do tipo espectral O7, estrelas mais quentes apresentam He II $\lambda 4541$ cada vez mais forte que He I $\lambda 4471$.

Comparando o espectro de RCW16-01 com espectros das estrelas HD 93146 e HD 47839, dos tipos O6.5V e O7V, respectivamente, constatamos maior semelhança do primeiro com o espectro do objeto, se observarmos principalmente os critérios citados por Walborn & Fitzpatrick (1990). Salientamos, ainda, que as duas estrelas padrão acima mencionadas foram destacadas por Walborn com o símbolo ((f)), indicando fraca emissão em N III $\lambda\lambda 4634, 4640, 4642$, o que justifica a pequena incompatibilidade nesta região. Desse modo, classificamos a estrela RCW16-01 como O6.5V.

4.3.9 Estrela RCW55-74

A estrela RCW55-74 não foi estudada pelas mesmas razões com que selecionou-se a maior parte das estrelas classificadas neste trabalho, analisando-se resultados obtidos via fotometria. Ao extrairmos o espectro bidimensional da estrela 89 (seção 4.3.1), a fenda foi propositalmente posicionada sobre as duas estrelas, de modo que uma mesma exposição possibilitou extração de espectros unidimensionais de duas estrelas diferentes. Assim, o espectro analisado aqui é um subproduto da exposição na qual tínhamos como objetivo extrair espectros da estrela RCW55-89.

A Figura 4.10 apresenta o espectro da estrela 74 na faixa de 4 000 a 6 000 Å, juntamente com uma expansão da região clássica. Numa rápida inspeção, não se observa linhas do He II no espectro da estrela RCW55-74, descartando-se completamente a possibilidade desta estrela ser do tipo O. Por outro lado, a presença de linhas do He I nos garante que a estrela investigada é mais quente que uma estrela A. Reunindo estas duas afirmações com o fato de as linhas do He I serem muito fracas, temos argumentos suficientes para concluir que a estrela RCW55-74 é do tipo B do final da seqüência, próximo à seqüência de estrelas A. Por se tratar provavelmente de uma estrela mais fria que B3, não teremos espectros de comparação disponíveis no Atlas utilizado neste trabalho. Dessa forma, a determinação do tipo espectral será puramente quantitativa. As medidas de largura equivalente das linhas do He I $\lambda\lambda 4026, 4471$ indicam uma estrela do tipo B8, independentemente da classe de luminosidade. Porém, há pouca precisão na medida dessas linhas, já que suas intensidades são da ordem de duas vezes a intensidade do ruído.

Os valores de W_λ de H β e H γ foram medidos com precisão satisfatória, conduzindo-nos

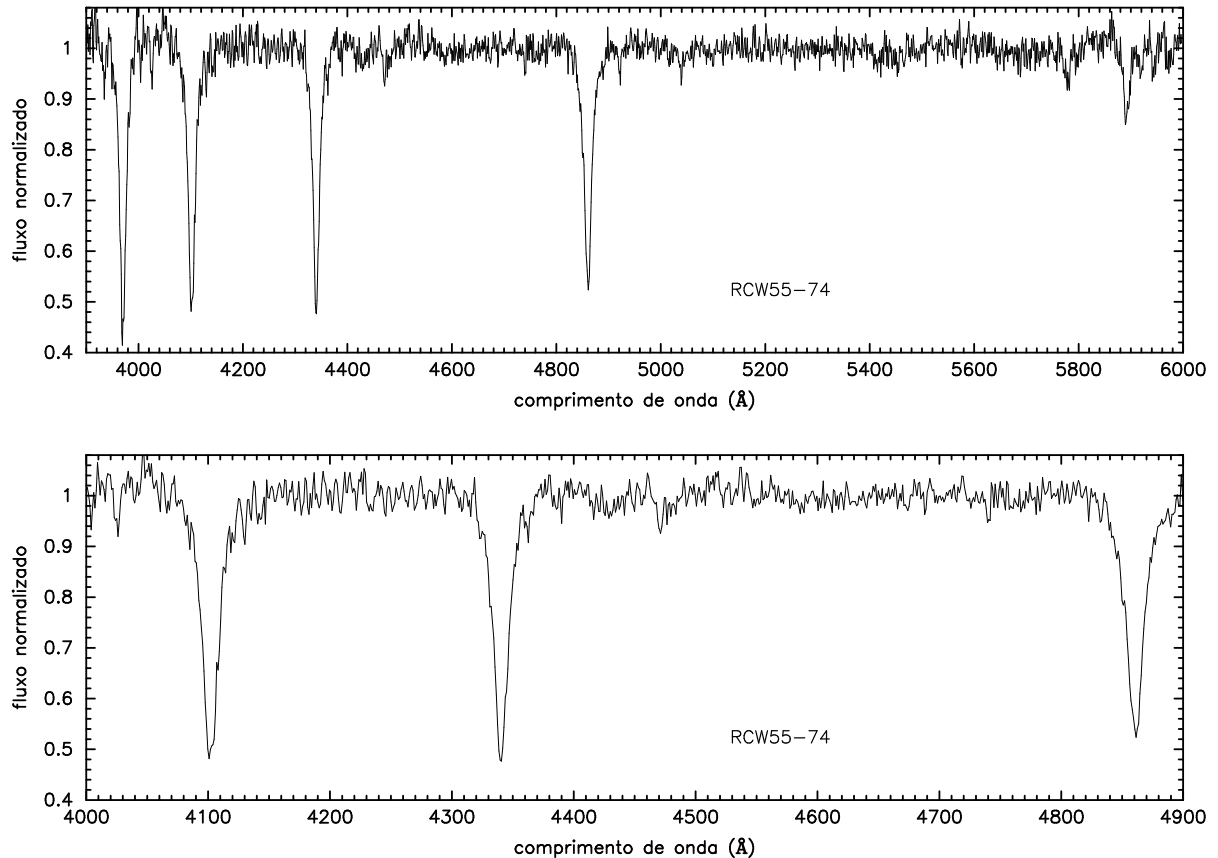


Figura 4.10: Espectro da estrela RCW55-74. Por se tratar de uma estrela mais fria que B3, não temos espectros de comparação disponíveis no atlas utilizado neste trabalho. A determinação do tipo espectral foi puramente quantitativa.

a concluir que o tipo espectral da estrela 74 é B7.5, se esta for uma anã. Contudo, se a estrela RCW55-74 for uma gigante, o mesmo valor de $W_\lambda(H\beta)$ aponta para B8.5. De qualquer modo, já definimos que esta estrela pertence ao final da seqüência das estrelas do tipo B, o que nos permite definir, primeiro, sua classe de luminosidade.

As linhas dos elementos Si IV, Mg II, N II e He I, utilizadas na determinação da classe de luminosidade de estrelas B do início da seqüência, são muito fracas em estrelas mais próximas da seqüência das A's, de modo que o principal critério usado, neste caso, é a medida do alargamento das linhas de Balmer, para o qual encontramos os maiores valores em anãs. Contudo, espectros de comparação seriam necessários para este tipo de estimativa. Jaschek & Jaschek (1990) sugerem que usemos uma relação entre $W_\lambda(H\beta)$ e M_V , encontrada por Petrie (1952). Segundo estes autores, esta é a maneira mais precisa de determinar a magnitude de estrelas desta faixa, não sendo necessária a estimativa da classe de luminosidade. Unindo os resultados de Petrie com a restrição B7.5 – B8.5 imposta ao tipo espectral, fizemos o processo inverso e, da relação de relação de Petrie, obtemos $M_V = 0.7$, correspondendo a uma estrela subgigante B8.

fria que B3, novamente não teremos espectros de comparação.

Com exceção de $H\gamma$, as linhas citadas no parágrafo anterior puderam ser comparadas diretamente com os diagramas apresentados por Didelon (1982), permitindo assim encontrar valores intermediários aos apresentados na Tabela 4.1. As linhas $H\beta$ e $\text{HeI } \lambda 4471$ sugerem o tipo B4V. Já $H\alpha$ apontou para algo entre B3V e B4V, o que está de acordo com o que foi indicado por $H\beta$ e $\text{HeI } \lambda 4471$. Apesar da baixa resolução, podemos observar que as linhas $\text{HeI } \lambda\lambda 4121, 4144$ são levemente mais intensas que $\text{Si III } \lambda 4128 - 30$, o que confirma a classe V.

Não havendo outros critérios a analisar com a resolução disponível e observando boa concordância entre aqueles já observados, classificamos essa estrela como B4V.

4.3.11 Estrela RCW38-08

A estrela RCW38-08 foi destacada entre as demais do aglomerado por ser a mais brilhante na banda B e por apresentar o menor índice de cor ($B - V$). Veremos, no entanto, que, neste caso, observamos uma estrela fria, localizada entre a região HII RCW 38 e o observador.

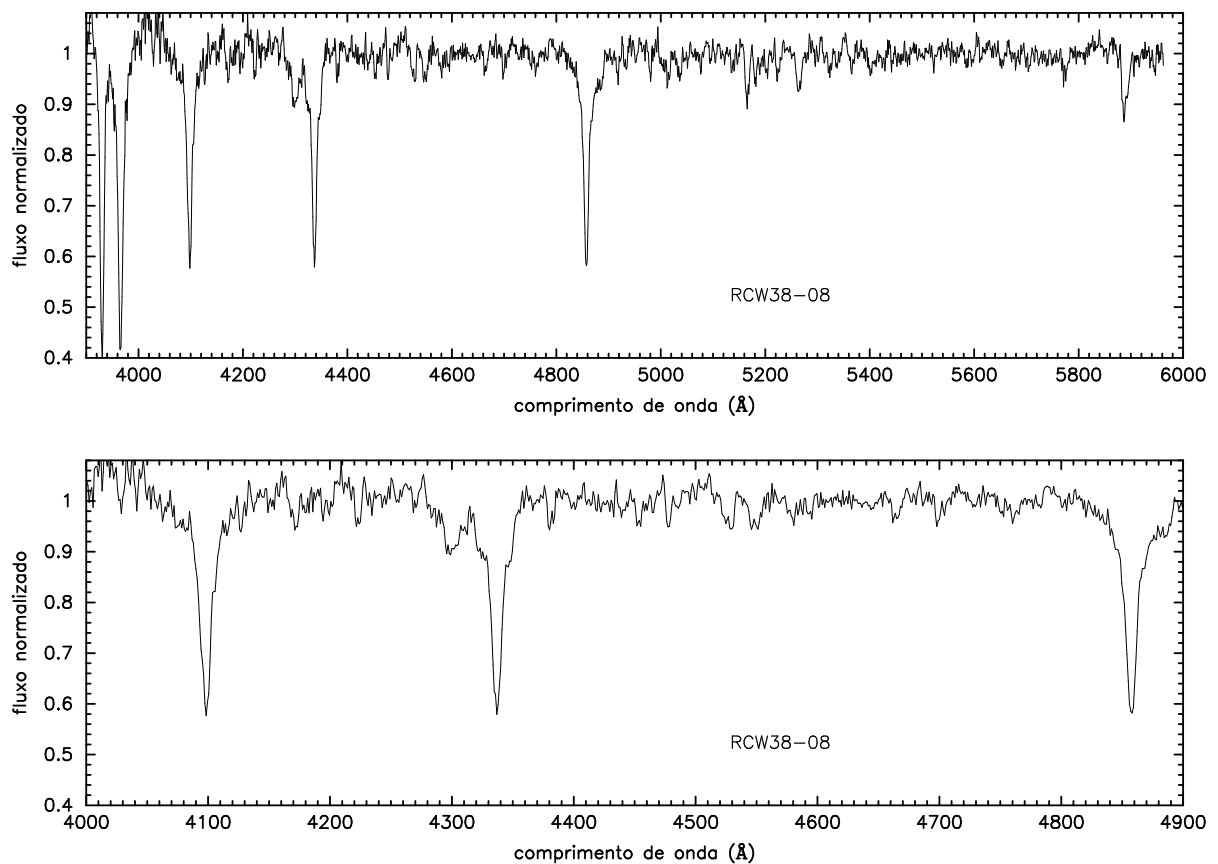


Figura 4.12: Espectro da estrela RCW38-08. Por se tratar de uma estrela mais fria que B3, não temos espectros de comparação disponíveis no Atlas utilizado neste trabalho. A determinação do tipo espectral foi puramente quantitativa.

Uma análise qualitativa da Figura 4.12 é suficiente para afirmarmos que esta não é uma estrela ionizante da região HII RCW 38, uma vez que não encontramos linhas do He, características que, como vimos, definem estrelas dos tipos O e B. Já a presença de linhas do Ca II, como Ca II $\lambda 4226$, define uma estrela F ou mais fria. Como, neste caso, a intensidade da razão Ca II $\lambda 4226/H\delta$ é pequena e as medidas de W_λ das linhas do hidrogênio retornam valores semelhantes àqueles encontrados em estrelas B, esperamos uma estrela F do início da seqüência.

Novamente, não temos espectros de comparação no Atlas utilizado neste trabalho. Contudo, as medidas de W_λ das linhas de Balmer são unívocas ao indicar uma estrela do tipo F2, quando comparadas a resultados tabelados por Jaschek & Jaschek (1990). Esse resultado é ainda reforçado por medidas de $W_\lambda(\text{Ca II}\lambda 4226)$ e $W_\lambda(\text{Sr II}\lambda 4077)$, também de valores muito próximos àqueles que indicam uma estrela F2. Por sua vez, a definição da classe de luminosidade foi acessada pela razão Si II $\lambda 4077/H\delta$, neste caso, muito próxima de zero, indicando classe V. Desse modo, classificamos a estrela RCW38-08 como F2V.

No próximo capítulo, os resultados da classificação espectral serão unidos aos dados fotométricos e também a dados obtidos na literatura, compondo um conjunto de dados suficiente para realizarmos estimativas de distância de dez regiões HII da Galáxia.

Capítulo 5

Estimativas de distância dos objetos

Nos capítulos anteriores, fizemos uma descrição dos métodos utilizados na fotometria e na espectroscopia de estrelas de um conjunto de regiões HII observáveis no hemisfério sul; detalhamos procedimentos de classificação estelar, fundamentados em diferentes critérios, e justificamos cada critério adotado. Neste capítulo, reuniremos os resultados obtidos e os agregaremos a dados extraídos da literatura, efetuando novas estimativas de distância para dez objetos do plano galáctico. A Tabela 5.1 resume os resultados da classificação espectral apresentada nos capítulos 2 e 4, comparando-os a classificações encontradas na literatura. Também estão presentes outras designações de algumas estrelas quentes e as coordenadas¹ obtidas no catálogo 2MASS.

A determinação das distancias seguiu os procedimentos descritos na seção 1.3.1. Na maioria dos casos, optamos pela determinação do avermelhamento usando o método das diferenças de cores, possibilitando-nos realizar estimativas pontuais de R_V . Aos objetos classificados, inferimos índices de cor extraídos de Wegner (1994) e a calibração M_V -tipo espectral obtida por Russeil (2003). Os resultados obtidos estão dispostos na Tabela 5.2. Quanto à margem de erro nas estimativas de distância estelares, cabem algumas observações. Conforme detalhamos no capítulo 2, em relação àqueles objetos para os quais dispúnhamos mais de uma noite de observação fotométrica, estimamos – via desvio médio absoluto – um limite superior para o erro na magnitude na banda V , em 0.05 mag, e para o índice de cor ($B - V$), em 0.1 mag. Nessas bases, adotamos margens de erro semelhantes para os demais objetos. Por sua vez, Russeil (2003) estimou que a média das incertezas em sua calibração era tipicamente 0.3 mag, mas em alguns casos poderia alcançar 0.7 mag, de modo que nós adotamos 0.5 mag para todos os objetos. Com essas considerações, avaliamos a margem de erro nas estimativas de distância estelares através da expressão

$$\sigma_d = \frac{\ln 10}{5} d [\sigma_m^2 + \sigma_M^2 + \sigma_{A_V}^2]^{\frac{1}{2}}, \quad (5.1)$$

¹Coordenadas no Sistema Equatorial Celeste para época 2000.

Tabela 5.1: Lista de estrelas classificadas

Região HII	Nomenclatura adotada			Posição (J2000)		Tipo espectral		Referencias e observações
	Nossa	2MASS	Outra	α	δ	Encontrado	Literatura	
RCW 38	08	J08585038-4733195	...	08 58 50.39	-47 33 19.5	F2V	...	
Gum 22	32	J08590564-4730409	...	08 59 05.65	-47 30 40.9	...	O5V	6
Gum 61	44	J17194616-3605522	HD 319703A	17 19 46.16	-36 05 52.2	O7III	O7.5III	1
	43	J17194504-3605469	HD 319703B	17 19 45.00	-36 05 47.1	...	O6.5V	1
Gum 64a	49	J17200509-3556416	LS 4087	17 20 05.09	-35 56 41.7	B0.5V	...	
NGC 3503	62	J11011780-5950302	...	11 01 17.80	-59 50 30.3	B0.2V	B0V	2
	61	J11011717-5951019	...	11 01 17.17	-59 51 01.9	...	B2V	2
	65	J11011823-5950578	...	11 01 18.24	-59 50 57.8	...	B2V	2
	69	J11011924-5950565	...	11 01 19.25	-59 50 56.6	...	B2V	2
RCW 16	01	J07522028-2625469	HD 64315	07 52 20.29	-26 25 46.9	O6.5V	O6V	3
RCW 55	74	J10562699-6300003	...	10 56 27.00	-63 00 00.4	B8IV	...	
	89	J10563219-6259584	...	10 56 32.20	-62 59 58.5	B1V	B0V	4
	90	J10563227-6300475	...	10 56 32.28	-63 00 47.5	B1V	...	
	111	J10564220-6301166	...	10 56 42.20	-63 01 16.7	O8V	O6V	4
RCW 87	36	J15050977-5732186	...	15 05 09.78	-57 32 18.6	B4V	...	
RCW 88	43	J15071154-5747397	...	15 07 11.55	-57 47 39.8	B8V:	...	a
	44	J15071328-5749152	...	15 07 13.28	-57 49 15.2	B4V:	...	a
	45	J15071353-5746167	...	15 07 13.54	-57 46 16.8	B4V:	...	a
	54	J15071983-5748167	...	15 07 19.84	-57 48 16.8	B3V:	...	a
	55	J15072026-5748089	...	15 07 20.26	-57 48 08.9	B4V:	...	a
RCW 98	136	J15560198-5440532	LS 3423	15 56 01.98	-54 40 53.2	O9.5V	O9.5IV	5
	145	J15554096-5441138	...	15 55 40.97	-54 41 13.9	O9V:	...	a
	153	J15554264-5439018	...	15 55 42.64	-54 39 01.8	B2.5V:	...	a
RCW 99	107	J15593874-5344440	...	15 59 38.74	-53 44 44.1	O6V:	...	a
	39	J15594355-5346215	...	15 59 43.56	-53 46 21.5	O9.5V:	...	a
	141	J15595452-5344468	...	15 59 43.56	-53 44 46.8	B4V:	...	a
	92	J15593442-5343320	...	15 59 34.43	-53 43 32.1	B3V:	...	a
	85	J15593115-5344325	...	15 59 31.16	-53 44 32.5	B3V:	...	a

Notas e ref.: (a) Tipo espectral encontrado via diagrama cor-cor; (1) Walborn (1982); (2) Herbst (1975); (3) Feinstein & Vázquez (1989); (4) Avedisova & Kondratenko (1984); (5) Georgelin *et al.* (1987); (6) Smith *et al.* (1999).

Tabela 5.2: Fotometria, distância heliocêntrica e avermelhamento

Objeto	Estrela	V	$(B - V)$	$E(B - V)$	$d(\text{kpc})$	A_V	R_V
RCW 38	08	11.06	0.69	0.34	0.19 ± 0.06	1.06 ± 0.50	*
Gum 22	32	15.18	2.64	2.94	0.93 ± 0.24	10.75 ± 0.23	3.66
Gum 61	44	10.73	1.02	1.31	1.80 ± 0.47	5.13 ± 0.26	3.92
	43	11.47	1.10	1.39	1.64 ± 0.72	5.39 ± 0.81	3.87
Gum 64a	49	11.22	1.18	1.42	1.69 ± 0.57	3.79 ± 0.53	2.67
NGC 3503	62	10.68	0.16	0.41	2.74 ± 0.80	2.29 ± 0.38	5.53
	61	11.59	0.10	0.31	2.85 ± 0.83	1.79 ± 0.39	5.81
	65	11.59	0.09	0.30	2.80 ± 0.73	1.83 ± 0.26	6.06
	69	11.56	0.11	0.32	2.73 ± 0.66	1.85 ± 0.16	5.76
RCW 16	01	9.25	0.21	0.51	3.02 ± 0.78	1.85 ± 0.25	3.66
RCW 55	74	13.21	0.51	0.62	2.81 ± 0.77	1.67 ± 0.32	2.72
	89	12.14	0.48	0.71	4.64 ± 1.23	2.01 ± 0.28	2.83
	90	11.31	0.48	0.71	2.99 ± 0.83	2.13 ± 0.33	3.01
	111	10.69	0.45	0.73	4.37 ± 1.42	2.22 ± 0.50	3.03
RCW 87	36	11.61	0.41	0.57	1.39 ± 0.33	2.30 ± 0.13	4.04
RCW 88	43	16.00	1.10	1.21	3.58 ± 1.89	3.43 ± 1.03	2.83
	44	14.71	0.88	1.04	3.85 ± 0.96	3.18 ± 0.20	3.06
	45	12.29	0.60	0.76	1.90 ± 0.44	2.29 ± 0.05	3.01
	54	15.92	1.05	1.21	6.05 ± 2.11	3.61 ± 0.57	2.94
	55	15.31	1.17	1.33	3.52 ± 0.89	3.98 ± 0.23	2.99
RCW 98	136	10.49	0.47	0.74	2.34 ± 0.56	2.84 ± 0.12	3.82
	145	12.41	0.81	1.09	2.92 ± 0.81	4.54 ± 0.33	4.15
	153	12.95	0.57	0.77	2.57 ± 0.61	2.90 ± 0.12	3.77
RCW 99	107	12.43	0.47	0.77	9.89 ± 3.19	2.50 ± 0.49	3.24
	39	11.93	0.91	1.18	3.40 ± 0.85	3.47 ± 0.21	2.95
	141	11.91	0.34	0.50	2.26 ± 0.59	1.54 ± 0.26	3.09
	92	10.34	0.67	0.85	0.76 ± 0.26	2.53 ± 0.56	2.99
	85	12.56	0.47	0.65	2.58 ± 0.65	2.11 ± 0.21	3.23

Nota: O asterisco indica estrelas para as quais nós determinamos A_V , através da expressão $A_V = R_V E(B - V)$ e, portanto, não podemos avaliar R_V . Para a estrela RCW38-08, nós usamos o valor médio encontrado por He *et al.* (1995) e, para a estrela 74, usamos o valor mediano encontrado por nós para RCW 55.

na qual σ_m , σ_M e σ_{A_V} são, respectivamente, as incertezas descritas acima para magnitude aparente na banda V , magnitude absoluta na banda V e avermelhamento. O valor de σ_d também foi a incerteza adotada para as distâncias da região H II, quando se fez medidas de apenas uma estrela. Já para aqueles objetos que possuíamos medidas de várias estrelas ionizantes, adotamos a mediana como valor de distância e o desvio médio absoluto como estimativa de erro.

A seguir, discutiremos de forma individual as estimativas de distância de cada objeto, acrescentando aos resultados listados na Tabela 5.2, medidas de velocidade radial e estimativas de distância cinemática, usando o modelo de Brand & Blitz (1993).

Tabela 5.3: Resumo dos resultados

Objeto	Dist. Helioc. (kpc)		$V_{\text{LSR}}(\text{km s}^{-1})$	Dist. Cinemát. (kpc)	
	Nossa	Literatura		$d_{<}$	$d_{>}$
RCW 16	3.02 ± 0.78	2.0[7]	+64.8[1]; +55.7[2]	6.28 ± 0.61	...
RCW 38 / Gum 22	0.93 ± 0.24	1.5[8]; 1.7[13] ^a	+05.0[6]	2.15 ± 0.82	...
RCW 55	3.68 ± 0.86	4.3[9]	-12.6[3]	1.44 ± 0.84	4.47 ± 0.84
NGC 3503	2.77 ± 0.04	2.6[10]	-22.5[1]; -24.9[4]
RCW 87	1.39 ± 0.33	7.6[11]	-41.2[1]; -36.0[5]	2.61 ± 0.34	10.45 ± 0.34
RCW 88	3.58 ± 0.90	1.8[9]	-18.0[6]	1.20 ± 0.36	11.86 ± 0.36
RCW 98	2.57 ± 0.19	2.8[4]	-47.8[6]; -36.0[7]	2.84 ± 0.30	11.50 ± 0.30
RCW 99	2.52 ± 0.38	3.5[9]	-44.3[6]	3.00 ± 0.29	11.51 ± 0.29
Gum 61	1.72 ± 0.16	2.3[12]
Gum 64a	1.69 ± 0.57

Referências: [1] Este trabalho; [2] Kharchenko et al. (2005); [3] Brand et al. (1986); [4] Yamaguchi et al. (1999); [5] Georgelin et al. (1987); [6] Avedisova & Palous (1989); [7] Feinstein & Vázquez (1989); [8] Muzzio et al. (1979); [9] Avedisova & Kondratenko (1984); [10] Herbst (1975); [11] Borissova et al. (2006); [12] Walborn (1982); [13] Radhakrishnan et al. (1972); Beck et al. (1991).

(a) As distâncias heliocêntricas encontradas na literatura e a distância cinemática referem-se à RCW 38.

5.1 Resultados e discussões

Nesta seção, faremos uma análise dos dados obtidos para cada região H II, comparando-os com dados desses objetos encontrados na literatura. Os resultados das estimativas de distância das regiões H II estão resumidos na Tabela 5.3. Os valores de velocidade radial em relação padrão local de repouso V_{LSR} apresentados nesta tabela foram obtidos corrigindo, por meio da tarefa **astutil.rvcorrect** do IRAF, os valores de velocidade v encontrados via o deslocamento Doppler medido para a linha de emissão nebular $\text{H}\beta$. As estimativas de erro nas distâncias cinemáticas foram calculadas assumindo uma incerteza de $\Delta V_{\text{LSR}} = \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ em torno dos valores encontrados. Estimamos esta incerteza nas velocidades observando que o RMS do ajuste da função de dispersão para os espectros da lâmpada de comparação é em geral menor ou igual a 0.05 \AA . Com isso, para $\lambda_0 = 4861.33 \text{ \AA}$ e assumindo $\Delta\lambda = 0.05 \text{ \AA}$, a expressão para o efeito Doppler 1.8 retorna uma diferença de velocidade de $\Delta v \approx \pm 3 \text{ km s}^{-1}$. Como a largura típica da linha nebular $\text{H}\beta$ é aproximadamente 20% maior que a largura média das linhas da lâmpada de comparação, assumimos que os erros nas estimativas do centro da linha seriam aumentados em proporções semelhantes, resultando em $\Delta v \approx \pm 4 \text{ km s}^{-1}$. Assim, julgamos prudente adotar uma cota superior de $\Delta v = \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ para o cálculo das incertezas nas distâncias cinemáticas.

5.1.1 RCW 38

A estrela RCW38-08 foi identificada como uma estrela fria, de modo que, *a priori*,

não podemos associá-la com a nebulosa. Contudo, a distância de RCW 38 é considerada bem estabelecida em 1.7 kpc, uma vez que diferentes autores encontraram este ou similar valor (Radhakrishnan *et al.* 1972; Muzzio *et al.* 1979; Beck *et al.* 1991). Por outro lado, RCW 38 contém a compacta região ($\sim 2.0' \times 2.5'$) denominada Gum 22, onde Smith *et al.* (1999) identificaram uma estrela O5V (denotada por RCW38-32 em nosso trabalho), da qual extraímos a fotometria *BVRI*.

Associando os nossos dados fotométricos com esta classificação, encontramos $d = 0.93 \pm 0.24$ kpc e $A_V = 10.75$ mag para a estrela RCW38-32. Embora essa distância corresponda a aproximadamente 50% daquelas encontradas na literatura, o avermelhamento está de acordo com o valor $A_V = 10.4$ mag encontrado por Smith *et al.* (1999) em outras regiões de RCW 38. Essa diferença entre as distâncias pode estar indicando objetos superpostos ou erros na classificação, já que, recalculando a distância para uma estrela supergigante, encontramos $d = 1.7$ kpc e $A_V = 10.77$ mag. Dessa forma, um trabalho de classificação via espectroscopia deve ser realizado, a fim de esclarecer essa dúvida.

5.1.2 Gum 61 e Gum 64a

As regiões HII Gum 61 e Gum 64a compõem o grande complexo NGC 6334, junto com quatro outras nebulosas de tamanho angular próximos a $8' \times 8'$. Walborn (1982) estimou as distâncias de cinco estrelas localizadas em quatro diferentes regiões deste objeto e encontrou valores muito próximos para todas as medidas ($d = 2.3$ kpc). Neste trabalho, apresentamos medidas de distância de duas estrelas de Gum 61, estudadas por Walborn, e de uma estrela de Gum 64a, sem dados semelhantes na literatura.

Nós também encontramos distâncias semelhantes entre estas três estrelas, mas os nossos valores são $\sim 30\%$ menores que aqueles efetuados por Walborn (1982). Contudo, observamos que Walborn estimou o avermelhamento assumindo $R_V = 3.0$, embora tenha sugerido que o valor $R_V = 3.8$ encontrado por Neckel & Chini (1981) devesse ser considerado e melhor estudado. Por estas razões, avaliamos individualmente o avermelhamento para cada estrela e encontramos $R_V = 3.9$ para ambas as estrelas de Gum 61. Com isso, optamos por recalcular o avermelhamento e as distâncias para as outras regiões, usando a classificação e os dados fotométricos de Walborn (1982), encontrando, deste modo, uma distância média de 1.93 kpc e $R_V = 3.4$ para outras três regiões. Considerando que encontramos $R_V = 2.7$ para uma estrela de Gum 64a e, mesmo assim, constatamos distância semelhante, concluímos que a razão entre a extinção total e a seletiva a banda *V* pode variar dramaticamente mesmo em regiões muito próximas, podendo inserir grandes erros nas determinações de distância.

Por fim, usando os nossos dados e aqueles dispostos por Walborn (1982), temos que o valor mediano das distâncias encontradas para o complexo NGC 6334 é 1.76 ± 0.14 kpc.

5.1.3 NGC 3503

Os tipos espectrais das estrelas NGC3503-61, NGC3503-62, NGC3503-65 e NGC3503-69 deste objeto já haviam sido discutidos por Herbst (1975). Nós confirmamos os resultados obtidos por este autor para a estrela NGC3503-62 e, assim, decidimos unir suas demais classificações estelares aos nossos dados fotométricos. A dispersão entre as estimativas é muito pequena e o valor mediano encontrado é 5% maior do que aquele encontrado por Herbst. O valor mediano dos módulos de distância verdadeiros encontrados por Herbst é $(m - M)_0 = 12.1$, correspondendo a uma distância de $d = 2.63$ kpc, enquanto que nós estimamos a distância heliocêntrica de NGC 3503 em $d = 2.77 \pm 0.04$ kpc.

Também calculamos a velocidade radial de NGC 3503 e encontramos $V_{LSR} = -22.5$ km s⁻¹. Este resultado está de acordo com medidas realizadas por Yamaguchi *et al.* (1999), cujo valor encontrado foi $V_{LSR} = -24.9$ km s⁻¹. Ambos os resultados levam a uma distância galactocêntrica de 7.67 kpc, que não admite soluções reais para a distância heliocêntrica. Com isso, sugerimos que NGC 3503 é um dos objetos do plano galáctico que não executam movimento aproximadamente circular em torno do centro da Galáxia, segundo o modelo para a curva de rotação de Brand & Blitz (1993).

5.1.4 RCW 16

Feinstein & Vázquez (1989) apresentaram um abrangente estudo fotométrico sobre RCW 16 e concluíram que este objeto não é um aglomerado aberto e sim uma superposição de dois objetos, com diferentes distâncias e idades. Estes autores dividiram essa população estelar em dois grupos, calculando os respectivos valores médios dos módulos de distância verdadeiros e encontraram $(m - M)_0 = 13.98$ ($d = 6.3$ kpc) e $(m - M)_0 = 11.54$ ($d = 2.0$ kpc), com HD 64315 pertencendo ao primeiro grupo.

Há várias classificações espectrais para HD 64315 na literatura, com tipos espectrais oscilando entre O6 e O8.5 (Crampton 1972; Walborn 1982; Reed & Fitzgerald 1983). Nós classificamos esta estrela como O6.5V, o que está de acordo com Crampton (1972) e também confirma a classe V encontrada pela maioria dos autores.

Nós encontramos valores de velocidade radial variando entre ~ 45 km s⁻¹ e ~ 70 km s⁻¹, indicando distâncias entre 4.5 e 7.5 kpc. Por outro lado, associando a fotometria de Feinstein & Vázquez (1989) à classificação espectral encontrada por nós, encontramos $d = 3.02 \pm 0.78$ kpc. Por esta razão, acreditamos que esta estrela pertence ao grupo mais próximo entre aqueles descritos por Feinstein e Vázquez.

5.1.5 RCW 55

Avedisova & Kondratenko (1984) já haviam identificado os tipos espectrais de duas das quatro estrelas de RCW 55 classificadas neste trabalho. Esses autores encontraram

$(m - M)_0$ médio igual a 13.17, correspondendo a uma distância de 4.3 kpc. Contudo, nós identificamos estas estrelas como um pouco mais frias e, desse modo, encontramos distâncias menores.

A distância mediana encontrada para RCW 55 foi $d = 3.68 \pm 0.86$ kpc, a qual é 14% menor que aquela encontrada por Avedisova & Kondratenko (1984), porém similar, se considerada a margem de erro. Usando o valor $V_{LSR} = -12.6 \text{ km s}^{-1}$, publicado por Brand et al. (1986), encontramos $d = 1.4$ kpc ou $d = 4.5$ kpc. Observamos, portanto, que o maior valor calculado para a distância heliocêntrica está em bom acordo com os valores encontrados via paralaxe espectroscópica.

5.1.6 RCW 87

Realizamos medidas de velocidade radial de RCW 87 e encontramos $V_{LSR} = -41.2 \text{ km s}^{-1}$, valor que é, em módulo, 5 km s^{-1} maior que aquele encontrado por Georgelin *et al.* (1987). Este valor de V_{LSR} leva a duas possibilidades de distância heliocêntrica: $d = 2.8$ kpc e $d = 10.3$ kpc, sendo que Georgelin *et al.* (1987) assumiu o menor valor.

Borissova *et al.* (2006) publicou um estudo no infravermelho próximo, que apresenta uma distância de 7.6 kpc para uma estrela K0.5II, a qual foi associada a RCW 87. Porém, os valores publicados para a distância e para o módulo de distância verdadeiro são incompatíveis. Nós acreditamos em um possível erro de digitação no módulo de distância, mas de qualquer modo, os valores de distância discordam daqueles encontrados via velocidade radial.

Neste trabalho, encontramos uma estrela a qual classificamos como B4V e estimamos uma distância de 1.39 ± 0.33 kpc, o que corresponde a 50% do menor valor de distância cinemática. A Figura 5.1 mostra um diagrama cor-magnitude, construído com os resultados da fotometria de RCW 87, com o objetivo de identificar as estrelas anãs do aglomerado e, assim, verificar se é coerente associar a estrela 36 à região HII RCW 87. Pode-se notar, uma maior densidade de pontos junto ao que seria a seqüência principal do aglomerado e, também, que a estrela 36 está no limite superior dessa seqüência. Salientamos, ainda, que o diagrama cor-cor da Figura 2.3 indica que esta é a estrela mais quente de RCW 87, justificando, também, sua associação com a nebulosa ionizada.

5.1.7 RCW 88

Avedisova & Kondratenko (1984) classificaram cinco estrelas, por eles associadas à região HII RCW 88, e calcularam o valor médio do módulo de distância verdadeiro em $(m - M)_0 = 11.30$ ($d = 1.8$ kpc). Infelizmente, estas estrelas não estão presentes no campo de nossas imagens, de modo que nós não podemos efetuar comparações individuais. Já Avedisova & Palous (1989) realizaram medidas de velocidade radial na direção de RCW 88 ($l = 320.17^\circ$ $b = 0.49^\circ$) e encontraram $V_{LSR} = -18.0 \text{ km s}^{-1}$, o que corresponde a

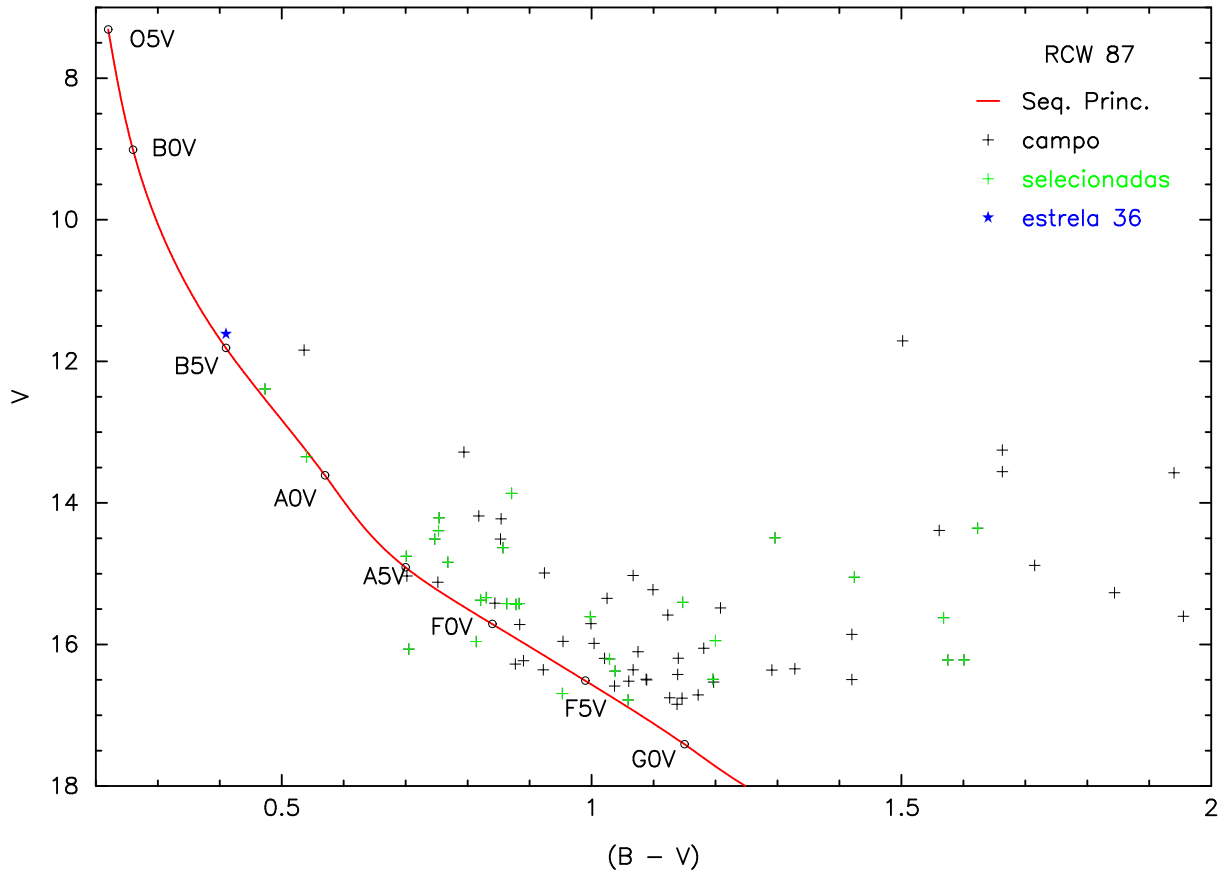


Figura 5.1: Diagrama cor-magnitude de RCW 87. Os pontos verdes representam as estrelas pré-selecionadas com a construção inicial do diagrama cor-cor. Já os pontos pretos, referem-se as outras estrelas presentes no campo observado. A curva vermelha é o resultado da interpolação dos valores obtidos para cores e magnitudes, quando deslocamos os valores intrínsecos de Lang (1991), em direção aos valores medidos, assumindo os valores de distância e avermelhamento, calculados para a estrela 36.

$d = 11.9 \text{ kpc}$ ou $d = 1.2 \text{ kpc}$. Note que o menor valor está em melhor acordo com a distância encontrada por Avedisova & Kondratenko (1984), usando dados fotométricos.

Nós classificamos (via diagrama cor-cor) cinco estrelas B aparentemente imersas na nuvem de gás e calculamos um valor mediano para a distância de $3.58 \pm 0.90 \text{ kpc}$. No entanto, observamos que as coordenadas galácticas listadas por Avedisova & Kondratenko (1984) não são exatamente iguais às listadas por Avedisova & Palous (1989) e nem às referentes às estrelas classificadas neste trabalho. Desse modo, todos os autores realizaram medidas em regiões muito próximas, embora distintas. Dessa forma, um trabalho espectroscópico deve ser feito, abrangendo várias estrelas do aglomerado, com o objetivo ou de verificar qual resultado é o mais consistente, ou de constatar a presença de dois objetos sobrepostos na direção de RCW 88.

5.1.8 RCW 98

O tipo espectral da principal estrela ionizante da região HII RCW 98 já havia sido discutido como O9.5IV por Yamaguchi *et al.* (1999). Nós confirmamos a classificação espectral quanto ao tipo espectral, mas encontramos uma diferença quanto à classe, classificando-a como O9.5V. Esta classificação confirma a classificação prévia via fotometria, dando-nos boa margem de confiança para a fotometria de RCW 98, de forma que nós optamos por utilizá-la para duas outras estrelas brilhantes presentes na nebulosidade. A distância mediana encontrada foi de 2.57 ± 0.19 kpc, valor próximo ao valor $d = 2.8$ kpc, encontrado por Yamaguchi *et al.* (1999).

Avedisova & Palous (1989) e Yamaguchi *et al.* (1999) apresentaram medidas de V_{LSR} de RCW 98, encontrando $V_{LSR} = -47.8 \text{ km s}^{-1}$ ($d = 11.2$ kpc ou $d = 3.2$ kpc) e $V_{LSR} = -36.0 \text{ km s}^{-1}$ ($d = 11.9$ kpc ou $d = 2.5$ kpc). Como pode ser observado, as menores distâncias encontradas via V_{LSR} concordam com aquelas estimadas via fotometria.

5.1.9 RCW 99

Para RCW 99, Avedisova & Kondratenko (1984) classificaram cinco estrelas como OB e calcularam um valor médio de $(m - M)_0 = 12.74$ ($d=3.5$ kpc) para o módulo de distância verdadeiro. Contudo, novamente não poderemos fazer comparações diretas com as distâncias estelares, uma vez que estas estrelas não estão presentes no campo de nossas imagens. Por outro lado, classificamos cinco estrelas via diagrama cor–cor, encontrando três valores de distância com boa correlação e, dois consideravelmente diferentes dos demais. Acreditamos que estes últimos podem ser decorrentes de estrelas de campo ou de erros na classificação (estas estrelas podem não ser anãs). Por essa razão, nós descartamos os dois valores discrepantes e estimamos a distância de RCW 99 em 2.52 ± 0.38 kpc

Utilizando medidas de velocidade radial na direção de RCW 99, publicadas por Avedisova & Palous (1989), encontramos um valor de distância cinemática bastante próximo daquele encontrado via fotometria. Estes apresentaram $V_{LSR} = -44.3 \text{ km s}^{-1}$, o que corresponde a uma distância $d = 11.5$ kpc ou $d = 3.0$ kpc no modelo de Brand & Blitz (1993).

Capítulo 6

Conclusão

Estabelecemos a distância heliocêntrica para dez regiões HII do plano da Galáxia, todas observáveis no Hemisfério Sul. São elas: RCW 16, RCW 38 (Gum 22), RCW 55, NGC 3503, RCW 87, RCW 88, RCW 98, RCW 99, Gum 61 e Gum 64a.

Estimativas da razão entre a extinção total e a seletiva à banda V foram realizadas para a maioria das estrelas classificadas, encontrando um valor médio 21% maior que aquele encontrado ao se calcular a média sobre todas as direções da Galáxia. Isso confirmou a hipótese de um $\langle R_V \rangle$ mais elevado em associações OB, sugerida por alguns autores. Como consequência deste R_V mais elevado, as distâncias calculadas foram, em geral, menores que aquelas encontradas na literatura, embora tenhamos repetido os resultados da classificação estelar para um grande grupo de estrelas.

Foram também encontradas grandes variações de R_V em regiões muito próximas, sugerindo que, ao assumir um valor médio, podemos estar inserindo grandes erros na determinação. As regiões HII Gum 61 e Gum 64a compõem o melhor exemplo destas variações entre todos os objetos da amostra estudada. As duas estrelas estudadas em Gum 61 apresentaram $R_V = 3.9$, enquanto que, para aquela estudada em Gum 64a, calculamos $R_V = 2.7$, sendo que, mesmo com estes resultados distintos para R_V , encontramos valores de distância aproximadamente iguais. Esses valores semelhantes de distância já eram esperados, uma vez que resultados encontrados na literatura indicam que estas regiões formam, junto com outras quatro regiões de tamanho angular semelhante ($\sim 8' \times 8'$), o grande complexo NGC 6334. Em geral, os valores de R_V estimados variaram entre 2.7 e 4.2 unidades. Contudo, para as estrelas da região HII NGC 3503, calculamos valores da ordem daqueles encontrados na literatura para a Nebulosa de Orion, os quais, portanto, devem ser avaliados com cautela, pois a forma com que determinamos R_V resulta em um valor altamente dependente do excesso de cor, cuja margem de erro alcançou $\sim 30\%$, justamente para as estrelas desse objeto. Nós salientamos, no entanto, que essa incerteza nos valores de R_V não influencia nos valores de distância estimados neste trabalho, já que calculamos inicialmente A_V para a utilização na expressão 1.5 e estimamos R_V com

o único objetivo de verificar variações locais deste parâmetro.

Entre os principais resultados encontrados, também destacamos alguns daqueles obtidos na determinação de distância cinemática. O valor de V_{LSR} encontrado na literatura para RCW 88 destoa daqueles encontrados para os demais objetos situados próximos a sua linha de visada. Enquanto que, para RCW 87, RCW 98 e RCW 99 encontramos um valor médio de aproximadamente -45 km s^{-1} , para RCW 88 temos $V_{\text{LSR}} = -18 \text{ km s}^{-1}$. Como perspectiva de um próximo trabalho, propomos a realização de medidas de V_{LSR} em vários pontos da nebulosa, o que confirmará um desvio do movimento circular ou disponibilizará na literatura uma melhor estimativa de velocidade radial para esse objeto. Ainda na determinação cinemática de distância, destacamos que a V_{LSR} encontrada na literatura para NGC 3503 e a estimada neste trabalho são muito próximas, mas nenhuma retorna valores reais de distância heliocêntrica no modelo adotado para a curva de rotação da Galáxia. Contudo, verificamos que a linha de visada de NGC 3503 é muito próxima à tangente da órbita em torno do centro da Galáxia calculada através deste modelo, de modo que uma variação de 9 km s^{-1} na velocidade radial fornece dois valores reais aproximadamente iguais para a distância heliocêntrica. Assim, acreditamos que NGC 3503 apresenta um pequeno – mas não-desprezível – desvio do movimento circular previsto no modelo adotado.

Por fim, lembramos que, da lista de objetos deste estudo, apenas para as estimativas de distância de RCW 88 e RCW 99, não tínhamos espectroscopia de nenhuma estrela ionizante e, também, não encontramos nenhuma classificação de estrelas presentes nos campos de nossas imagens, o que deixa esses objetos como prioridade para um próximo turno de observações espectroscópicas.

Referências Bibliográficas

- AVEDISOVA, V. S.; KONDRATENKO, G. I. **Naucnye Informacii**, 56: 59-91, 1984
- AVEDISOVA, V. S.; PALOUS, J. **Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia**, 40: 42-52, 1989
- BECK S. C.; FISCHER J.; SMITH H. A. **Astrophysics Journal**, 383: 336-343, 1991
- BORISSOVA J.; IVANOV V.D.; MINITTI D.; GEISLER D. **Astronomy and Astrophysics**, 455: 923-930, 2006
- BRAND, J., BLITZ, L., & WOUTERLOOT, J. G. A. 1986, **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, 65, 537
- BRAND, J.; BLITZ, L. **Astronomy and Astrophysics**, 275: 67-90, 1993
- CONTI, P. S.; ALSCHULER, W. R. **Astrophysics Journal**, 170: 325-344, 1971
- CONTI, P. S. **Astrophysics Journal**, 179: 161-179, 1973
- CRAMPTON, D. **The Astronomical Journal**, 76: 260-263, 1971
- CRAMPTON, D. **Mon. Not. Royal Astronomical Society**, 158: 85-98, 1972
- DIDELON, P. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, 50: 199-207, 1982
- FEINSTEIN, A.; VÁZQUEZ, R. A. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, 77: 321-326, 1989
- GALADÍ-ENRÍQUEZ, D.; TRULLOLS, E.; JORDI C. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, 146: 169-177, 2000
- GEORGELIN, Y. M.; BOULESTEIX J.; GEORGELIN, Y. P.; MARCELIN, M. **Astronomy and Astrophysics**, 174: 257-269, 1987
- HE, L.; WHITTET, D. C. B.; KILKENNY, D.; SPENCER JONES, J. H. **Astrophysics Journal Supplement Series**, 101: 335-346, 1995
- HERBEST, W. **The Astronomical Journal**, 80: 212-226, 1975

- JASCHEK, C.; JASCHEK, M. **The classification of stars** (Cambridge University Press, edition reprinted with corrections), 1990
- KHARCHENKO, N. V., PISKUNOV, A. E., ROESER, S., SCHILBACH, E., & SCHOLZ R.-D. 2005, **Astronomy and Astrophysics**438, 1163
- LANDOLT, A. U. **The Astronomical Journal**, 104: 340-371, 1992
- LANG, K.R.; **Astrophysical Data: Planets and Stars**. 1st ed. New York, NY: Springer-Verlag, 1991. 937p.
- MACIEL, W.J. **Introdução à Estrutura e Evolução Estelar**, São Paulo: Editora da Universidade de Sao Paulo, 1999. p280.
- MASSEY, P.; DAVIS, L.E. **A user's Guide to Stellar CCD Photometry with IRAF**, 1992. p69. mimeografado.
- MATHIS, J. S. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, 28: 37-70, 1990
- MATHYS, G. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, 76: 427-444, 1988
- MATHYS, G. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, 81: 237-252, 1989
- MEGIER, A.; KRELOWSKI J.; PATRIARCHI, P.; AIELLO, S. **Mon. Not. Royal Astronomical Society**, 292: 853-862, 1997
- MUZZIO J. C. **The Astronomical Journal**, 84: 639-649, 1979
- NECKEL, Th.; CHINI, R. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, 45: 451-454, 1981
- PAPAJ, J.; WEGNER, W.; KRELOWSKI, J. **Mon. Not. Royal Astronomical Society**, 252: 403-407, 1991
- PATRIARCHI, P.; MORBIDELLI L.; Perimotto M.; Barbaro G. **Astronomy and Astrophysics**, 372: 644-650, 2001
- PETRIE, R. M. **The Astronomical Journal**, 57: 164-164, 1952
- RADHAKRISHNAN V.; GOSS W. M.; MURRAY J. D.; BROOK J. W. **Astrophysics Journal Supplement Series**, 24: 49-121, 1972
- REED, B. C.; FITZGERALD, M. P. **Mon. Not. Royal Astronomical Society**, 205: 241-264, 1983
- RIEKE G. H., LEBOFISKY M. J. **Astrophysics Journal**, 288: 618-621, 1985

- RUSSEIL, D. *Astronomy and Astrophysics*, 397: 133-146, 2003
- SMITH, C. H.; BOURKE, T. L.; WRIGHT, C. M.; W. SPOON, H. W. W.; AITKEN, D. K.; ROBINSON, G.; STOREY, J. W. V.; FUJIYOSHI, T.; ROCHE, P. F.; LEHMANN T. *Mon. Not. Royal Astronomical Society*, 303: 367-379, 1999
- WALBORN N. R. *Astrophysics Journal Supplement Series*, 23: 257-282, 1971
- WALBORN N. R. *The Astronomical Journal*, 87: 1300-1303, 1982
- WALBORN N. R.; FITZPATRICK, E. L. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 102: 379-411, 1990
- WEGNER W. *Mon. Not. Royal Astronomical Society*, 270: 229-234, 1994
- YAMAGUCHI, R.; SAITO, H.; MIZUNO, N.; MINE, Y.; MIZUNO, A.; OGAWA, H.; FUKUI, Y. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 51: 791-818, 1999

Livros Grátis

(<http://www.livrosgratis.com.br>)

Milhares de Livros para Download:

[Baixar livros de Administração](#)

[Baixar livros de Agronomia](#)

[Baixar livros de Arquitetura](#)

[Baixar livros de Artes](#)

[Baixar livros de Astronomia](#)

[Baixar livros de Biologia Geral](#)

[Baixar livros de Ciência da Computação](#)

[Baixar livros de Ciência da Informação](#)

[Baixar livros de Ciência Política](#)

[Baixar livros de Ciências da Saúde](#)

[Baixar livros de Comunicação](#)

[Baixar livros do Conselho Nacional de Educação - CNE](#)

[Baixar livros de Defesa civil](#)

[Baixar livros de Direito](#)

[Baixar livros de Direitos humanos](#)

[Baixar livros de Economia](#)

[Baixar livros de Economia Doméstica](#)

[Baixar livros de Educação](#)

[Baixar livros de Educação - Trânsito](#)

[Baixar livros de Educação Física](#)

[Baixar livros de Engenharia Aeroespacial](#)

[Baixar livros de Farmácia](#)

[Baixar livros de Filosofia](#)

[Baixar livros de Física](#)

[Baixar livros de Geociências](#)

[Baixar livros de Geografia](#)

[Baixar livros de História](#)

[Baixar livros de Línguas](#)

[Baixar livros de Literatura](#)
[Baixar livros de Literatura de Cordel](#)
[Baixar livros de Literatura Infantil](#)
[Baixar livros de Matemática](#)
[Baixar livros de Medicina](#)
[Baixar livros de Medicina Veterinária](#)
[Baixar livros de Meio Ambiente](#)
[Baixar livros de Meteorologia](#)
[Baixar Monografias e TCC](#)
[Baixar livros Multidisciplinar](#)
[Baixar livros de Música](#)
[Baixar livros de Psicologia](#)
[Baixar livros de Química](#)
[Baixar livros de Saúde Coletiva](#)
[Baixar livros de Serviço Social](#)
[Baixar livros de Sociologia](#)
[Baixar livros de Teologia](#)
[Baixar livros de Trabalho](#)
[Baixar livros de Turismo](#)