

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA MARIA
CENTRO DE CIÊNCIAS NATURAIS E EXATAS
CURSO DE FÍSICA

ESTIMATIVA DE DISTÂNCIA DA
REGIÃO H II GALÁCTICA RCW 87

MONOGRAFIA

Marcio do Carmo Pinheiro

Santa Maria, RS, Brasil

2007

**ESTIMATIVA DE DISTÂNCIA DA REGIÃO H II
GALÁCTICA RCW 87**

por

Marcio do Carmo Pinheiro

Monografia apresentada ao Curso de Física Bacharelado,
da Universidade Federal de Santa Maria (UFSM-RS),
como requisito parcial para obtenção do grau de
Bacharel em Física

Orientador: Prof. Dr. Marcus Vinicius Fontana Copetti

Santa Maria, RS, Brasil
2007

**UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA MARIA
CENTRO DE CIÊNCIAS NATURAIS E EXATAS
CURSO DE FÍSICA**

A Comissão Examinadora, abaixo assinada,
aprova a Monografia

**ESTIMATIVA DE DISTÂNCIA DA REGIÃO H II
GALÁCTICA RCW 87**

elaborada por
Marcio do Carmo Pinheiro

como requisito parcial para obtenção do grau de
Bacharel em Física

COMISSÃO EXAMINADORA:

Marcus Vinicius Fontana Copetti, Dr.
(Presidente/Orientador)

Alex André Schmidt, Dr. (UFSM)

Everton Lüdke, Dr. (UFSM)

Santa Maria, 27 de fevereiro de 2007.

Dedicatória

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

*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, não apenas pelos ensinamentos sobre astrofísica, mas também sobre física geral, matemática, língua inglesa e língua portuguesa. Obrigado por sua amizade;
- À professora Dra. Maria Inês Copetti por sua atenção e amizade;
- Ao professor Dr. Alex A. Schmidt por estar sempre disponível para sanar dúvidas, tanto sobre astrofísica quanto sobre informática;
- À professora Dra. Alice de J. Kozakevicius por proporcionar, com seu jeito simples, um ambiente alegre e descontraído;
- À Aline, sim, ela sabe o quanto ela é importante para mim;
- Ao professor Dr. Celso A. M. da Silva, tutor do PET-Física até dezembro de 2006;
- Ao professor Ms. João Carlos Denardin, coordenador do Curso de Física, com destacada dedicação em busca de soluções aos problemas encontrados pelos alunos no decorrer do curso. Obrigado por sua atenção.
- Aos professores do Curso de Física.
- Ao doutorando Vinícius de Abreu Oliveira pelo constante auxílio em todas as etapas deste trabalho;
- Ao David e ao Igor pelo convívio amistoso, mesmo o primeiro sendo gremista;
- À minha irmã Marlizi por cuidar de nosso pai e nossos dois irmãos enquanto me mantive dedicado ao curso e, por sempre confiar em meu sucesso nesta caminhada que segue;

- Aos colegas de curso Jonas, Diego, Ernesto pelos longos períodos de estudo em grupo.
- Ao colega de curso Jeferson Coutinho, o qual não deve ter gostado da ausência de seu nome na frase acima, mas eu explico, um amigo como este merece, no mínimo, um parágrafo individual;
- Aos colegas de apartamento Robson, Edenilson, Josemar, Caitano (também colega de laboratório), José João e, é claro, ao Jonas que com um patrocínio materno trouxe uma contribuição incomensurável à infra-estrutura do apartamento. Obrigado por sua amizade.

*“...Eu devia estar contente
Por ter conseguido tudo o que eu quis
Mas confesso abestalhado
Que eu estou decepcionado
Porque foi tão fácil conseguir
E agora eu me pergunto: e daí?
Eu tenho uma porção de coisas grandes
Pra conquistar, e eu não posso ficar aí parado...”*
Ouro de Tolo – Raul Seixas (1975)

Resumo

Neste trabalho apresentamos um estudo espectroscópico e um estudo fotométrico nos filtros B , V , R e I das estrelas da região HII galáctica RCW 87 cujas coordenadas no sistema equatorial celeste são $\alpha = 15^h 05^m 20.00^s$ e $\delta = -57^\circ 31' 01.00''$ para o ano 2000, objetivando-se medir sua distância heliocêntrica. O estudo fotométrico dessas estrelas identificou quais são as possíveis estrelas ionizantes do objeto através da obtenção de seus respectivos índices de cor. De posse desses resultados, realizou-se um estudo espectroscópico da estrela que apresentou menor valor para o índice de cor ($B - V$), caracterizando-a como uma das estrelas mais quentes do objeto. Após um primeiro turno de observações realizado em abril de 2005, no LNA (Laboratório Nacional de Astrofísica)-MG com telescópio de 0.6 m (IAG), teve-se disponível três grupos de imagens fotométricas. Então, determinou-se em qual estrela seria feito um estudo espectroscópico e realizou-se um segundo turno de observações, também no LNA, com o telescópio de 1.6 m. Nesta ocasião, obteve-se quatro espectros bidimensionais dessa estrela. Fez-se a redução desses dados utilizando o software de redução de dados astronômicos IRAF (*image reduction and analysis facility*). A análise dos espectros obtidos nos permitiu afirmar que a estrela selecionada é do tipo espectral B6V. Utilizando-se os resultados da fotometria dessa estrela, estimou-se a distância heliocêntrica de RCW 87 em 1.1 ± 0.2 kpc.

Abstract

In this work we present a espectrophotometric study and a photometric study in the filters B , V , R and I from the stars of the galactic HII region RCW 87 whose coordinates in the celestial equatorial system are $\alpha = 15^h 05^m 20.00^s$ e $\delta = -57^\circ 31' 01.00''$ in 2000, with the objective of measuring its heliocentric distance. The photometric study of those stars has identified the possible ionizing stars of the object from their color indexes. Analysing the results obtained, we have made a espectrophotometric study of the star that has presented the smallest value for the color index ($B - V$), characterizing it as one of the hottest stars of the object. We had three groups of photometric images available for the study, which were obtained in the first observation run carried out at the LNA (Laboratorio Nacional de Astrofísica-MG) in April, 2005 using the 0.6 m telescope and a direct camera with a CCD detector. After determining which star would be selected for a espectrophotometric study, we made a second run, also at LNA, with the 1.6 m telescope, where four two-dimensional spectrum of this star were obtained. The reduction of these data was made using the software for reduction of astronomical data IRAF (image reduction and analysis facility). The analysis of the obtained spectrum allowed us to conclude that the selected star is of the spectral type B6V. Using the results of the stellar photometry, we have obtained that the heliocentric distance of the RCW 87 is 1.1 ± 0.2 kpc.

Sumário

1	Introdução	10
1.1	Regiões HII	10
1.2	O presente trabalho	11
2	Conceitos básicos	13
2.1	Medidas diretas de distância	13
2.1.1	Paralaxe geocêntrica	13
2.1.2	Paralaxe heliocêntrica	14
2.1.3	Definição de parsec (pc)	15
2.2	Fotometria	15
2.2.1	Sistema de magnitude	16
2.2.2	Módulo de distância	17
2.3	Espectroscopia e classificação espectral	18
2.3.1	Espectroscopia	18
2.3.2	Classificação espectral	19
3	Observação e redução dos dados	22
3.1	Redução dos dados espectroscópicos	23
3.1.1	Subtração do <i>bias</i>	23
3.1.2	Divisão por <i>flat-field</i>	23
3.1.3	Remoção de raios cósmicos	25
3.1.4	Extração dos espectros e calibração em comprimento de onda	25
3.1.5	Calibração em fluxo	26
3.2	Redução dos dados fotométricos	27
3.2.1	Combinação das imagens	27
3.2.2	Fotometria de estrelas padrão	28
3.2.3	Definição de equações de transformação	29
3.2.4	Fotometria das estrelas do objeto	30
3.2.5	Transformação dos dados para o sistema fotométrico padrão	31
4	Análises e conclusões	35
4.1	Identificação de possíveis estrelas ionizantes	35
4.2	Classificação espectral da estrela rcw87-5	36
4.3	Estimativa de distância de RCW 87	38
4.4	Comentários finais e perspectivas de trabalhos futuros	38

Lista de Figuras

1.1	Imagem em filtro V da região HII RCW 87	11
2.1	Paralaxe geocêntrica	14
2.2	Imagem no óptico da Constelação de Orion	20
3.1	Perfil de brilho do <i>flat-field</i>	24
3.2	Imagem do <i>flat-field</i> normalizado.	24
3.3	Espectro calibrado.	27
4.1	Espectro normalizado da estrela rcw87-5.	36
4.2	Comparação entre o espectro da estrela padrão com o espectro de rcw87-5	37

Capítulo 1

Introdução

1.1 Regiões HII

Quando um volume de gás do meio interestelar envolve um grupo de estrelas quentes (geralmente do tipo espectral O ou B) os fótons oriundos dessas estrelas ionizam esse gás formando um tipo de objeto o qual denominamos região HII. O termo HII traduz o fato de que a maior parte desse gás é hidrogênio ionizado (H^+), mas são compostas também por hélio e outros elementos, estando geralmente associadas a nuvens moleculares escuras de hidrogênio (H_2) e monóxido de carbono (CO).

A identificação dessas estrelas ionizantes, a medida de suas magnitudes e a determinação dos respectivos tipos espectrais são essenciais para estimativas de distância e idade desses objetos, o que permite a definição da estrutura espiral da galáxia e, indiretamente, a avaliação dos gradientes galácticos de abundâncias químicas, desde que se realize espectroscopia da nebulosa.

Embora bem estudados no hemisfério norte, os estudos óticos de regiões HII no hemisfério sul continuam longe de estarem completos, especialmente aqueles associados a objetos relativamente pequenos, ionizados por grupos pouco numerosos de estrelas. A região HII Galáctica RCW 87 está entre os vários objetos que continuam até hoje praticamente inexplorados, que podem trazer contribuições para os itens descritos no parágrafo acima.

Não há na literatura nenhum estudo desse objeto semelhante ao desenvolvido neste trabalho. Há, no entanto, um estudo em rádio publicado por Bráz et al

(1975), em que o valor encontrado para a distância heliocêntrica¹ de RCW 87 é de 2.50 kpc.

1.2 O presente trabalho

Neste trabalho realizamos um estudo espectroscópico e um estudo fotométrico nos filtros *B*, *V*, *R* e *I* das estrelas da região HII galáctica RCW 87 de coordenadas² $\alpha = 15^h05^m20.00^s$ e $\delta = -57^\circ31'01.00''$ para o ano 2000. Nas imagens em filtro *V* do objeto (figura 1.1) identificam-se em torno de quarenta estrelas distribuídas no campo da nebulosa, porém muitas destas devem ser estrelas de campo, localizadas entre o objeto e o observador ou, na linha de visada, após o objeto.

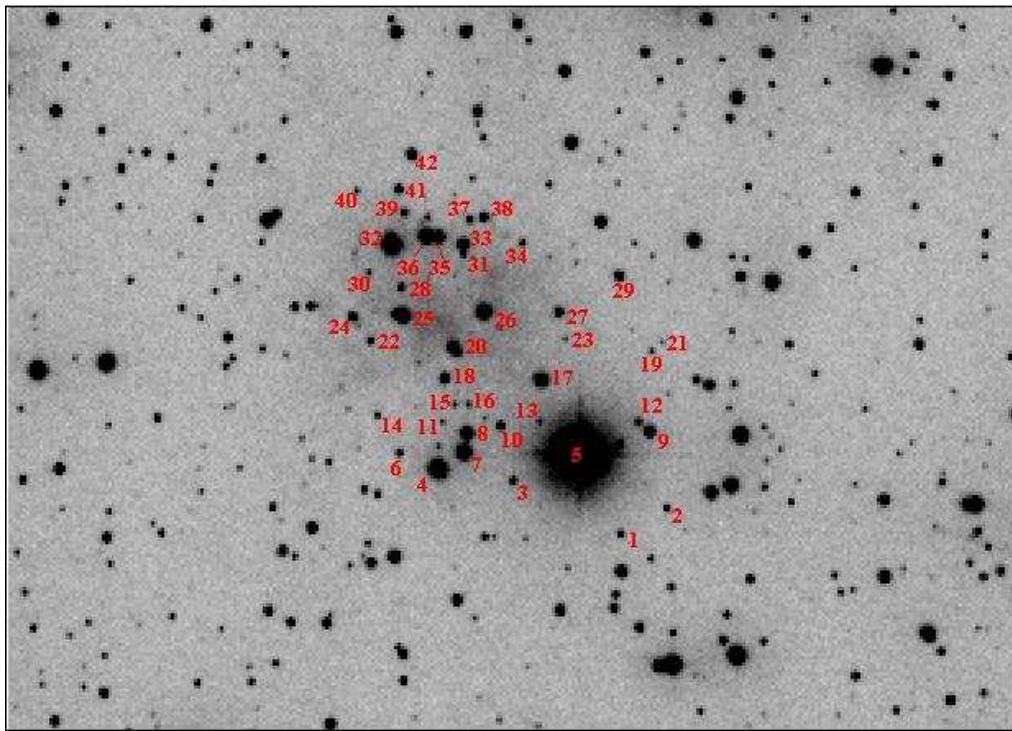


Figura 1.1: Imagem em filtro *V* da região HII RCW 87 observada no dia 14 de abril de 2005 com o telescópio de 0.6 m no Observatório Pico dos Dias, do Laboratório Nacional de Astrofísica, localizado em Braçópolis - MG.

O estudo fotométrico das estrelas deste objeto identificou quais são as possíveis estrelas ionizantes do mesmo através da obtenção de seus respectivos índices de cor. De posse desses resultados, realizou-se um estudo espectroscópico da estrela

¹Distância do objeto em relação ao sol.

²Estas coordenadas descrevem a posição do objeto no Sistema Equatorial Celeste.

que apresentou menor valor para o índice de cor ($B - V$), caracterizando-a como uma das estrelas mais quentes do objeto. Identificou-se então, o tipo espectral dessa estrela e estimou-se a distância heliocêntrica do objeto usando os valores encontrados para magnitude aparente na banda V e para o índice de cor ($B - V$), aplicados na expressão conhecida como módulo de distância.

No capítulo seguinte serão abordados conceitos básicos, essenciais para o entendimento deste trabalho. Serão definidos, inclusive, conceitos já utilizados neste capítulo introdutório, como índices de cor e sistema de magnitudes.

Capítulo 2

Conceitos básicos

2.1 Medidas diretas de distância

Medidas de distâncias astronômicas são de grande interesse para compreensão dos objetos astronômicos. Porém, esta não é uma tarefa muito simples, já que estamos tratando de objetos que não estão ao nosso alcance. Nesta seção discutiremos alguns métodos diretos que foram usados para medir distâncias de objetos na vizinhança solar, possibilitando a obtenção de um vasto banco de dados. Isto permitiu o desenvolvimento de métodos indiretos, utilizados para medir distância de objetos mais afastados.

Ao observarmos um objeto inacessível como uma árvore no outro lado de um rio, vemos que ao se deslocar paralelamente à margem, esta parece mudar sua posição relativa a objetos distantes, ao fundo da imagem observada. Este deslocamento aparente do objeto em relação aos objetos mais distantes é denominado paralaxe. Veremos a seguir, como o método da paralaxe trigonométrica foi utilizado para medir distância dos objetos astronômicos mais próximos.

2.1.1 Paralaxe geocêntrica

Para medir distância de objetos como a lua e os planetas mais próximos, pode-se usar a paralaxe geocêntrica, esquematizada na figura 2.1:

Analisando a figura 2.1 temos:

$$\operatorname{tg} p = \frac{X}{d} = \frac{R}{d}.$$

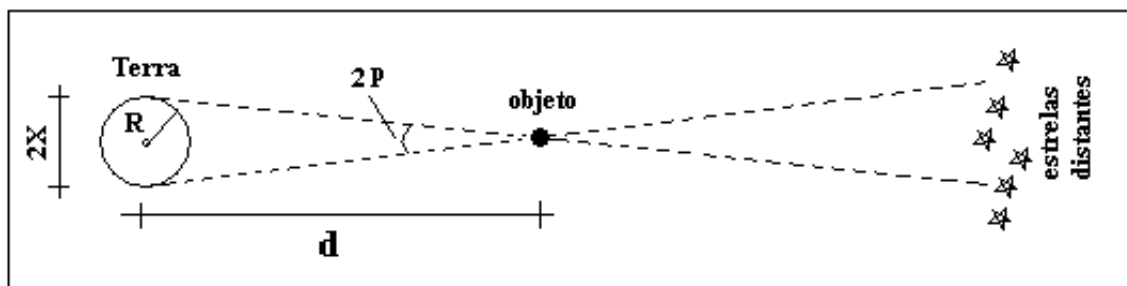


Figura 2.1: Paralaxe geocêntrica

Como p é pequeno, pode-se escrever $\text{tg } p \approx \text{sen } p \approx p(\text{rad})$. Assim:

$$d = \frac{R}{p(\text{rad})}. \quad (2.1)$$

A distância do objeto é obtida na mesma unidade em que expressamos o raio da Terra.

Este método, porém, é limitado pela resolução da imagem, ou seja, este ângulo possui um limite inferior, a partir do qual terá a mesma ordem de grandeza do erro na sua medida. Assim, para objetos mais distantes, precisa-se de uma distância $2X$ maior.

2.1.2 Paralaxe heliocêntrica

Para medir distâncias de estrelas próximas, pode-se utilizar a paralaxe heliocêntrica. Para isso, usa-se um esquema semelhante ao da figura 2.1, porém com $2X$ igual a duas vezes o raio da órbita da Terra. Obtendo as imagens com um satélite, elimina-se efeitos da atmosfera terrestre e pode-se alcançar uma resolução de 2×10^{-3} segundos de arco. Isto permitiu a medida direta de distância de centenas de milhares de estrelas.

Um exemplo de unidade de distância usada para essas medidas é a *Unidade Astronômica* (UA). Esta corresponde ao valor médio do raio da órbita da terra, de aproximadamente 150 milhões de quilômetros. A equação 2.1 fica:

$$d = \frac{R_{\text{orb}}}{p(\text{rad})},$$

podendo ser reescrita da seguinte forma:

$$d = \frac{1 \text{ UA}}{p(\text{rad})}. \quad (2.2)$$

2.1.3 Definição de parsec (pc)

Como vimos, o ângulo de paralaxe é muito pequeno, sendo mais conveniente expressá-lo em segundos de arco:

$$p(\text{rad}) = \frac{2\pi \times p''}{360 \times 60 \times 60}. \quad (2.3)$$

Substituindo 2.3 na expressão 2.2:

$$d = \frac{1 \text{ UA}}{\frac{2\pi \times p''}{360 \times 60 \times 60}}, \quad (2.4)$$

$$d = \frac{206\,265 \text{ UA}}{p''}. \quad (2.5)$$

A distância correspondente à paralaxe heliocêntrica de $1''$ é o que chamamos de *parsec* (pc). Logo,

$$1 \text{ pc} = 206\,265 \text{ UA} = 3.26 \text{ AL}.$$

Nessa unidade, a expressão 2.5 fica

$$d(\text{pc}) = \frac{1}{p''}. \quad (2.6)$$

2.2 Fotometria

Fotometria é uma medida da luz proveniente de um objeto. O que realmente se consegue medir é a energia por unidade de área, por unidade de tempo, por intervalo de frequência, que chega a um detector. A esta grandeza dá-se o nome de fluxo monocromático (F_ν). Somando-se os valores de F_ν sob todos os intervalos de frequência, obtém-se o fluxo integrado:

$$F = \int_0^\infty F_\nu d\nu. \quad (2.7)$$

A energia total emitida por um objeto, por unidade de tempo, em todas as direções e em todos os comprimentos de onda do espectro eletromagnético é denominada luminosidade (L). A partir dessa definição, pode-se expressar o fluxo

proveniente de um objeto, localizado a uma distância r por:

$$F = \frac{L}{4\pi r^2}, \quad (2.8)$$

considerando-se não haver absorção da radiação pelo meio interestelar.

2.2.1 Sistema de magnitude

O astrônomo grego Hiparco (160 – 125 a.C.) foi o primeiro a classificar as estrelas pelo seu brilho aparente. O “instrumento” utilizado foi o olho humano. Para Hiparco, as estrelas de maior brilho aparente eram estrelas de primeira magnitude, ou de magnitude 1. Aquelas com um brilho um pouco menos intenso eram de magnitude 2 e assim sucessivamente, até as estrelas mais fracas, de magnitude 6.

Com o desenvolvimento da instrumentação para a astrofísica, foi possível a construção de uma escala mais precisa. Por razões históricas, manteve-se a classificação proposta por Hiparco e, percebendo-se que esta escala era aproximadamente logarítmica, ajustou-se uma lei do tipo

$$m = a \log F \quad (2.9)$$

aos valores de fluxo obtidos para os objetos anteriormente classificados por este, obtendo-se $a \sim -2.5$. A expressão 2.9 fica:

$$m = -2.5 \log F + K, \quad (2.10)$$

onde K é uma constante que define o zero da escala, dependendo do sistema de magnitude utilizado. Utilizando um sistema de filtros acoplado ao detector, medimos o fluxo emitido pelo objeto em intervalos de frequência bem determinados obtendo-se:

$$m_\nu = -2.5 \log F_\nu + K_\nu. \quad (2.11)$$

Um sistema de magnitudes é, portanto, definido pela sensibilidade do equipamento (telescópio + filtro + detector) para determinados comprimentos de onda e pela constante K , determinada a partir de medidas de estrelas com magnitudes conhecidas. Neste trabalho usou-se o sistema *UBVRI*.

Este sistema é composto por filtros que permitem a passagem da radiação emitida apenas em determinadas faixas de frequências ou comprimento de onda (bandas). O filtro *U* corresponde a região do ultravioleta, *B*-azul, *V*-visual, *R*-Vermelho e *I*

Tabela 2.1: Largura de banda ($\Delta\lambda$) e comprimento de onda efetivo (λ_{ef}) para os cinco filtros do sistema fotométrico *UBVRI*.

Filtro	λ_{ef}	$\Delta\lambda(\text{Å})$
<i>U</i>	3650	700
<i>B</i>	4400	1000
<i>V</i>	5500	900
<i>R</i>	7000	2200
<i>I</i>	8800	2400

Fonte: Lang (1992).

corresponde a região do infravermelho. O comprimento de onda efetivo e a largura da banda correspondentes aos filtros citados são mostrados na tabela 2.1.

Nesse sistema, têm-se cinco luminosidades aparentes ou fluxos. A razão entre esses fluxos define o que se chama de índices de cor. Como magnitude possui uma relação logarítmica com o fluxo, índices de cor correspondem a diferenças de magnitudes. Vejamos um exemplo:

Denominando B a magnitude aparente no azul e V a magnitude aparente no visual:

$$B - V = (-2.5 \log F_B + K) - (-2.5 \log F_V + K),$$

$$B - V = 2.5 \log \frac{F_V}{F_B}.$$

Substituindo o fluxo pela expressão 2.8 temos:

$$B - V = 2.5 \log \frac{L_V}{L_B}. \quad (2.12)$$

Estas quantidades são muito importantes em astrofísica por não dependerem da distância do objeto e por estarem diretamente relacionadas com a temperatura efetiva do objeto. Quanto mais quente for a estrela, menor será o índice de cor ($B - V$), ou seja, maior será a razão entre os fluxos azul e visual.

2.2.2 Módulo de distância

Nas expressões 2.8 e 2.10, percebe-se que o valor de m depende essencialmente do brilho intrínseco do objeto (L) e de sua distância em relação ao observador. Definindo magnitude absoluta M como a magnitude aparente do objeto medida a

uma distância de 10 pc, temos:

$$M = -2.5 \log \frac{L}{4\pi 10^2} + K \quad (2.13)$$

e

$$m = -2.5 \log \frac{L}{4\pi d^2} + K. \quad (2.14)$$

Subtraindo 2.14 de 2.13 temos:

$$m - M = 5 \log d(\text{pc}) - 5 + A, \quad (2.15)$$

onde A é a absorção da luz, chamada avermelhamento (dada em magnitudes). Utilizando magnitudes na banda V , escreve-se:

$$m_V - M_V = 5 \log d(\text{pc}) - 5 + A_V \quad (2.16)$$

e

$$A_V = R_V E(B - V), \quad (2.17)$$

onde R_V é a razão entre a extinção total e a extinção seletiva, tipicamente 3, e $E(B - V)$ é a diferença entre o índice de cor intrínseco $(B - V)_o$ e o índice de cor medido $(B - V)$, denominado excesso de cor.

A grandeza $m - M$ é conhecida como módulo de distância. Então, uma vez que m e $(B - V)$ podem ser medidos e magnitude absoluta e índice de cor intrínseco podem ser inferidos conhecendo-se o tipo espectral da estrela, é possível estimar a distância para o objeto, isolando o d na equação 2.16:

$$d(\text{pc}) = 10^{(m_V - M_V + 5 - A_V)}. \quad (2.18)$$

2.3 Espectroscopia e classificação espectral

2.3.1 Espectroscopia

À análise da intensidade da luz emitida pelo objeto em diferentes comprimentos de onda (espectro) dá-se o nome de espectroscopia. Quase toda a informação existente sobre as propriedades físicas e composição química das estrelas é obtida de seus espectros.

Embora estrelas obviamente não sejam corpos negros, possuem espectros semelhantes a estes, acrescidos de linhas de emissão e linhas de absorção. Pode-se então, definir uma temperatura efetiva (T_{ef}) para a estrela, como sendo a temperatura para a qual o fluxo total da estrela seja equivalente ao calculado usando a função de Planck¹, de modo que:

$$F = \sigma T_{ef}^4, \quad (2.19)$$

onde σ é a constante de Stefan-Boltzman dada por $\sigma = 5.67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ K}^{-4} \text{ s}^{-1}$.

Nota-se ainda que, fazendo-se esta associação, pode-se determinar o comprimento de onda cuja radiação emitida pela estrela é máxima, através da lei de Wien. Para o Sol, por exemplo, temos $T_{ef} = 5785 \text{ K}$, então:

$$\lambda_{max} T_{ef} = 2.90 \times 10^7 \text{ K } \text{\AA} \quad (2.20)$$

$$\lambda_{max} = \frac{2.90 \times 10^7 \text{ K } \text{\AA}}{5785 \text{ K}}$$

$$\lambda_{max} = 5013 \text{ \AA}.$$

Ou seja, o máximo de radiação emitida pelo Sol está na região do amarelo do espectro eletromagnético, como esperava-se já que o Sol têm um tom amarelado. Na prática se faz o contrário: verifica-se qual é o valor de λ_{max} e, com este, determina-se a temperatura efetiva.

2.3.2 Classificação espectral

Mesmo em uma inspeção a olho nu do céu, percebe-se estrelas com diferentes tonalidades. Isto pode ser observado na figura 2.2, uma imagem no óptico da constelação de Orion. No cinturão de Orion, conhecido por “Três Marias”, temos Mintaka (δOri), uma das mais azuladas e Betelgeuse (αOri), entre as mais avermelhadas. Com uma cor intermediária, lembramo-nos do Sol, que como vimos tem um tom amarelado.

Se diferentes cores indicam picos de radiação em diferentes regiões do espectro emitido, invocando novamente a lei de Wien é fácil perceber que, na ordem δOri -Sol- αOri , essas estrelas estão em ordem decrescente de temperatura efetiva e, portanto, devem emitir diferentes espectros.

A temperatura efetiva é o parâmetro básico utilizado para classificação espectral das estrelas no sistema atualmente adotado. Este sistema, derivado do sistema de

¹Definição extraída de Maciel (1999).

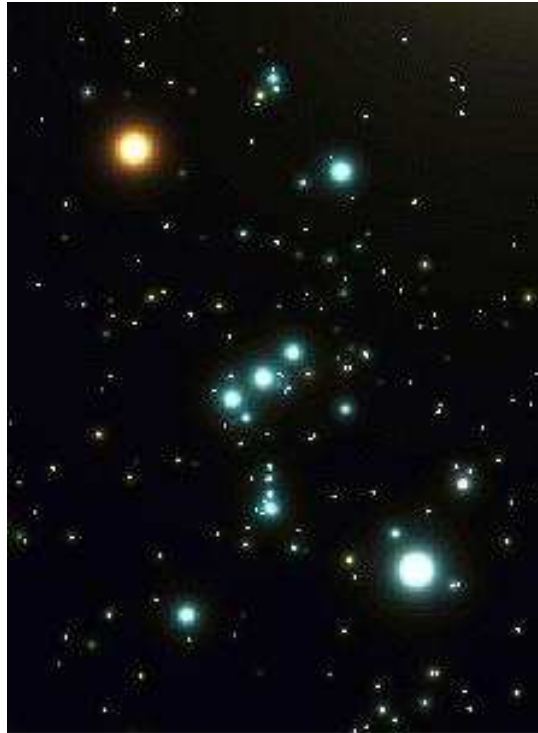


Figura 2.2: Imagem no óptico da Constelação de Orion, extraída do *site* do Observatório Nacional. Endereço eletrônico: <http://www.on.br/glossario/alfabeto/c>.

Tabela 2.2: 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;

Fonte: Maciel (1999)

classificação de Harvard, agrupa as estrelas em um dos seguintes tipos: O, B, A, F, G, K e M, em ordem decrescente de temperatura, existindo ainda outros tipos adicionais que podem ser utilizados. Estrelas de diferentes tipos espectrais estão caracterizadas na tabela 2.2.

Esses tipos espectrais ainda podem ser divididos em subclasses. As subclasses variam de zero a nove levando em consideração pequenas diferenças nas propriedades físicas das estrelas. Existem ainda as classes de luminosidades. Estas consideram a posição da estrela no diagrama HR e formam juntamente com os tipos espectrais um sistema de classificação bidimensional. Vejamos alguns exemplos. Estrelas da seqüência principal pertencem a classe V, a mais povoada de todas. Anãs brancas pertencem a classe VII e supergigantes pertencem a classe Ia, existindo ainda outras sete principais classes de luminosidades. Neste trabalho estamos identificando o tipo spectral de estrelas jovens e quentes, provavelmente dos tipos O ou B e classe V.

No capítulo seguinte descreveremos os processos de obtenção e redução de dados espectroscópicos e fotométricos da região HII RCW 87 . Os dados espectroscópicos nos permitiram identificar o tipo spectral da principal estrela ionizante do objeto, permitindo que sejam inferidas propriedades intrínsecas dessa estrela como índices de cor e magnitude absoluta, de modo que somando a estes os dados fotométricos, pôde-se estimar a distância da estrela e conseqüentemente do objeto que se acredita ela estar ionizando.

Capítulo 3

Observação e redução dos dados

Os dados fotométricos foram obtidos nos dias 13, 14 e 15 de abril de 2005 com o telescópio de 0.6 m no Observatório Pico dos Dias (OPD), do Laboratório Nacional de Astrofísica, localizado em Brazópolis - MG. Na ocasião, obtivemos três conjuntos de imagens fotométricas nos filtros B , V , R e I da região HII Galáctica RCW 87 . Já no dia 24 de abril de 2006, obteve-se espectros bidimensionais de uma das possíveis estrelas ionizantes da nebulosa com o telescópio de 1.6 m, também no OPD. Estes espectros estão na faixa de comprimento de onda de 3 700 a 7 500 Å e têm dispersão de 2.205 Å/pixel.

Durante a obtenção das imagens realizou-se exposições de *flat-field* e *bias*, a cada início e fim de noite de observação. Para a calibração fotométrica, nos dias 13 e 14 foram obtidas imagens das estrelas padrão SA 99-447 e SA 106-700. Já no dia 15 foram obtidas imagens da estrela SA 103-302 e, novamente, da estrela SA 106-700. Para a calibração em fluxo das imagens espectroscópicas, obtiveram-se os espectros das estrelas padrão HR 7596 e HR 3454.

A redução dos dados foi realizada utilizando-se o software de redução de dados astronômicos **IRAF** (*Image Reduction and Analysis Facility*). Para todas as imagens fez-se procedimentos padrão de redução como subtração de *bias*, divisão por *flat-field* e remoção de raios cósmicos. Descreveremos abaixo, em detalhes, os processos de redução pelos quais as imagens deste trabalho foram submetidas. Nas referências Riffel (2004) e Oliveira (2006) também encontramos uma descrição destes procedimentos. Ambas foram usadas como base para as descrições abaixo.

3.1 Redução dos dados espectroscópicos

Inicialmente, analisou-se as imagens através da tarefa **implot** para determinação da área que contém os dados que podem ser utilizados, desprezando regiões afetadas por efeitos de borda. Em seguida ajustou-se o arquivo de descrição do instrumento utilizado através da tarefa **setinstrument**. Para os dados espectroscópicos escolheu-se *specphot*.

Verificou-se ainda o cabeçalho das imagens, pois este deve conter uma identificação do tipo de imagem que estamos processando (*bias*, *flat*, *object*). Com a tarefa **hedit**, pode-se editar o cabeçalho das imagens, corrigindo-se aqueles com identificação incorreta.

3.1.1 Subtração do *bias*

O *bias* é uma carga residual, artificialmente adicionada ao CCD (*Charge Coupled Device*) para garantir que ao ser digitalizada, a imagem contenha apenas pixels com valores positivos. As contagens correspondentes ao *bias* devem ser subtraídas das imagens dos objetos de estudo.

Mantendo o obturador fechado e obtendo imagens com tempo de exposição muito curto (~ 0 s), medimos o nível zero do detector. O processo de subtração do *bias* é iniciado com a tarefa **zerocombine** que faz a média pixel a pixel das imagens do tipo *bias*, produzindo um *bias* médio. Então, utiliza-se a tarefa **ccdproc**, configurada para subtrair o *bias* médio e excluir as regiões das imagens localizadas fora da área útil determinada conforme descrito no início deste capítulo.

3.1.2 Divisão por *flat-field*

Expondo o detector a uma luz uniforme, espacialmente homogênea, obtemos imagens as quais denominamos *flat-field*.

Analisando a figura 3.1, percebemos que o perfil de brilho destas imagens ao longo do eixo de dispersão apresenta uma variação em larga escala com o comprimento de onda. Isto se deve à difração da rede, ao espectro da lâmpada e à diferente sensibilidade do CCD para diferentes regiões do espectro. Percebemos ainda, algumas oscilações em pequena escala no perfil de brilho, devido a variações de ganho dos pixels ao longo do CCD.

Para eliminar efeitos dessas variações de ganho das imagens de estudo, realizou-se os seguintes procedimentos:

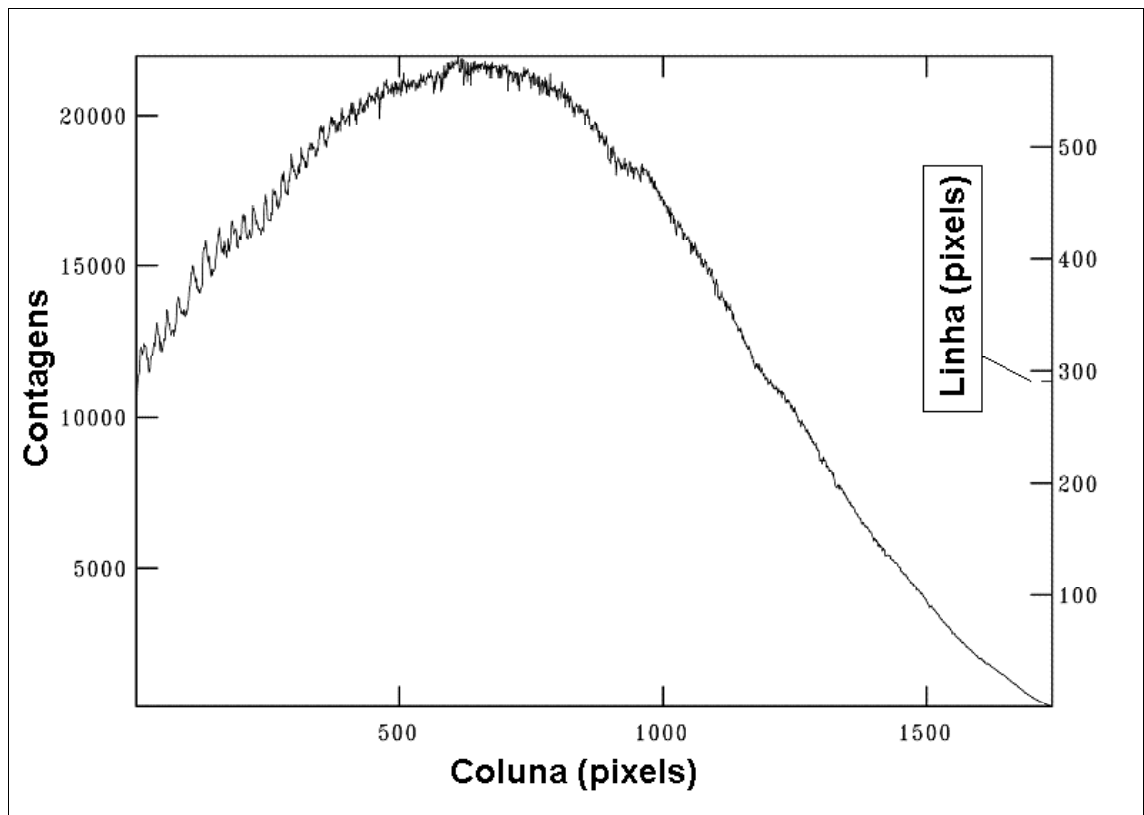


Figura 3.1: Perfil de brilho do *flat-field* ao longo do eixo de dispersão.

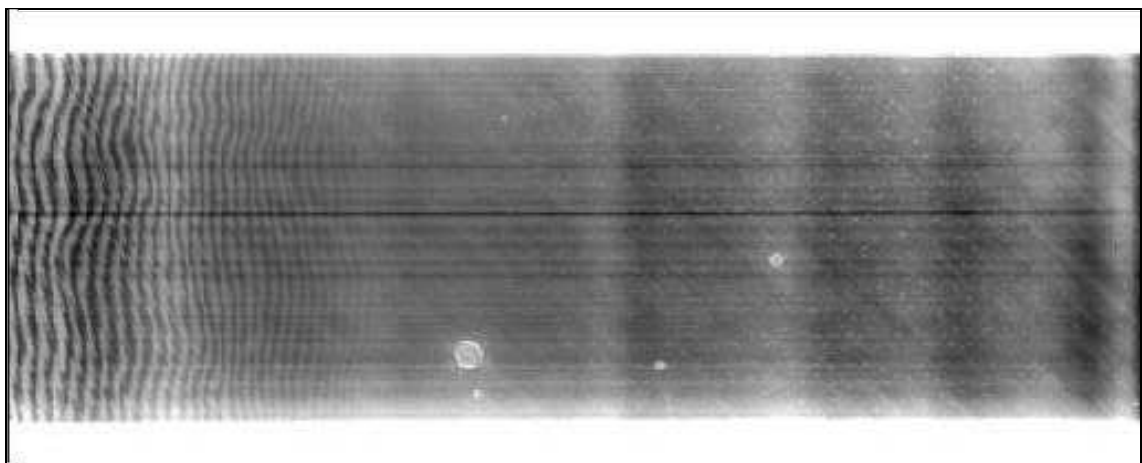


Figura 3.2: Imagem do *flat-field* normalizado.

- Produziu-se uma imagem *flat-field* média através da tarefa **flatcombine**.
- Ajustou-se uma função às variações em larga escala do perfil de brilho ao longo do eixo de dispersão dessa imagem *flat-field* média.

- Dividiu-se esta imagem pela função ajustada, obtendo um *flat-field* normalizado, contendo apenas um registro das imperfeições e das variações de sensibilidade do CCD, como vemos na figura 3.2.
- Por fim, dividiu-se as imagens do objeto e das estrelas padrão por este *flat-field* normalizado.

3.1.3 Remoção de raios cósmicos

Os raios cósmicos são núcleos atômicos, elétrons, ou ainda pósitrons, altamente energéticos vindos do espaço, cuja origem ainda não está bem estabelecida.

Na obtenção de imagens de objetos astronômicos, o CCD registra, além da luz proveniente destes objetos, alguns raios cósmicos que conseguem chegar a superfície terrestre, gerando um pixel ou um conjunto de pixels com contagens muito elevadas. Estes pixels podem afetar o espectro obtido quando localizados em grande número ou em algumas regiões de interesse.

Neste trabalho, removeu-se todos os raios cósmicos das imagens espectroscópicas iterativamente, através da tarefa **imedit**.

3.1.4 Extração dos espectros e calibração em comprimento de onda

De cada espectro bidimensional submetido aos processos descritos nas seções anteriores, extraiu-se um conjunto de espectros unidimensionais usando a tarefa **apall**. Para isso definiu-se alguns parâmetros de extração, como a posição e o tamanho da abertura, a subtração do céu e o ajuste do traço, função que corrige eventuais distorções no paralelismo entre a linha central da abertura e o eixo de dispersão.

Com os mesmos parâmetros que foram usados para extrair espectros do objeto, extraiu-se espectros de duas lâmpadas de comparação com o objetivo de calibrar estes espectros em comprimento de onda, ou seja, transformar a escala do eixo das abscissas, até o momento em pixel, para comprimento de onda em Å.

Como conhecemos o tipo de gás que compõe a lâmpada (neste caso, He e Ar), sabemos quais são as linhas de emissão que devem aparecer no espectro. Analisou-se, então, um dos espectros de comparação através da tarefa **identify**, identificando-se as linhas com seus respectivos comprimentos de onda e ajustou-se uma função de dispersão entre as duas escalas. Usando esta função como primeira aproximação,

ajustou-se respectivas funções de dispersão para outros espectros de lâmpadas de comparação usando a tarefa **reidentify**.

Por fim, acrescentou-se no cabeçalho de cada uma das imagens os parâmetros REFSPEC1 e REFSPEC2, referindo-se aos espectros cujas funções de dispersão seriam utilizadas pela tarefa **dispcor** para calibrá-las em comprimento de onda. Como utilizou-se dois espectros de comparação para cada espectro do objeto, tem-se que cada um desses espectros terá peso 1/2 na definição da função de dispersão, o que dá maior confiabilidade à conversão efetuada.

Nesta fase, também se extraiu espectros do objeto com abertura em posições diferentes da fenda, acima e abaixo das regiões em que se extraiu espectros da estrela, assim obtendo espectros da nebulosa. A média desses espectros foi subtraída do espectro da estrela, objetivando eliminar do mesmo linhas de emissão nebulares.

3.1.5 Calibração em fluxo

Como se observou estrelas padrão, podemos colocar os espectros do objeto de estudo em unidades padrão de fluxo, corrigindo efeitos da extinção atmosférica e da diferença de sensibilidade do CCD para diferentes faixas do espectro. Usou-se padrões cujos fluxos estavam tabelados em diretórios do software de redução.

Inicialmente efetua-se a correção da massa de ar através da tarefa **setairmass** para o valor da massa de ar efetiva (AM_{ef}), dada por:

$$AM_{ef} = (AM_{início} + 4 \times AM_{medio} + AM_{final}) / 6, \quad (3.1)$$

onde $AM_{início}$ é a massa de ar do início da exposição, AM_{medio} é a massa de ar na metade do tempo de exposição e AM_{final} é a massa de ar do final da exposição.

Após, define-se um arquivo de dados para correção da extinção atmosférica, edita-se os parâmetros do pacote **kpnoslit** e roda-se a tarefa **standard**. Esta tarefa integra o espectro na banda correspondente, divide pelo tempo de exposição e cria um arquivo para cada observação. Isto foi feito com todos os espectros de estrelas padrão deste trabalho e, comparando com os dados tabelados, ajustou-se uma função *sensitividade* $f(\lambda)$ através da tarefa **sensfunc**. Em seguida, aplica-se esta função aos espectros anteriormente calibrados em comprimento de onda usando a tarefa **calibrate** e obtém-se espectros calibrados em unidades padrão de fluxo como o da figura 3.3.

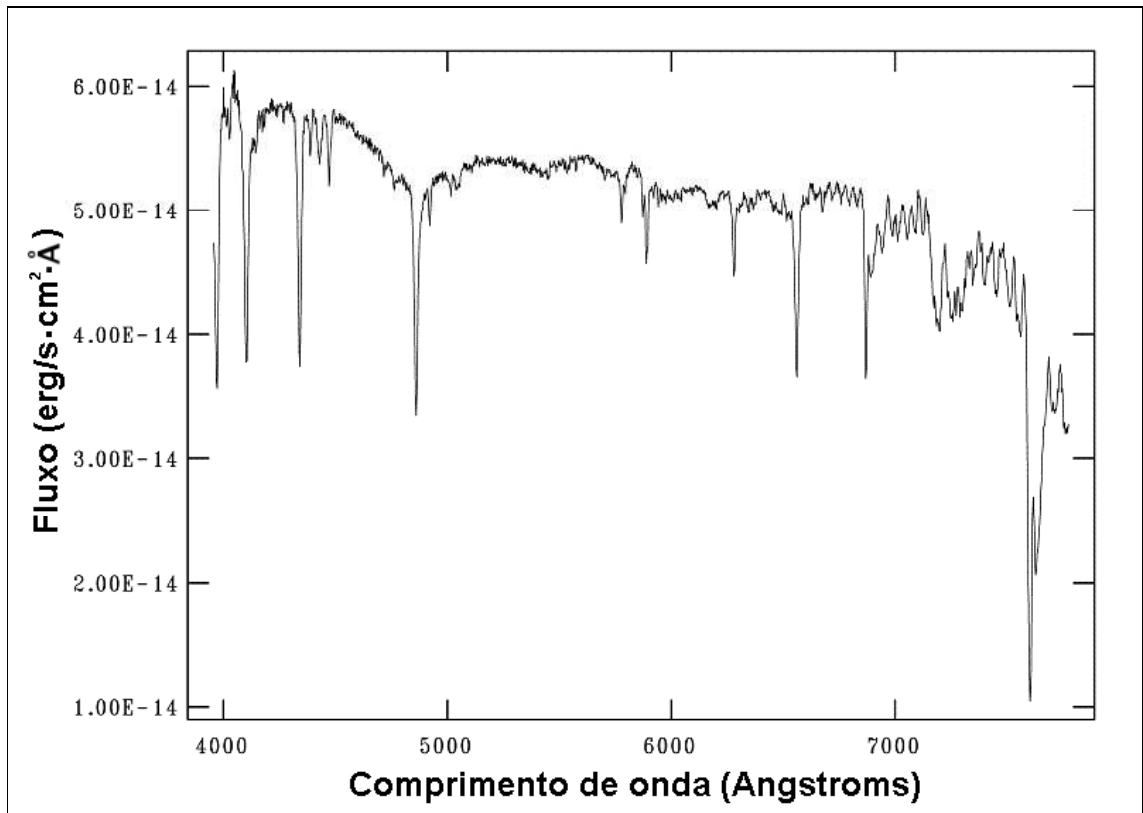


Figura 3.3: Espectro calibrado em unidades padrão de fluxo.

3.2 Redução dos dados fotométricos

Os procedimentos padrão de redução descritos neste capítulo até a seção 3.1.2 foram repetidos para as imagens fotométricas. Porém, os procedimentos que envolvem as imagens *flat-field* devem ser feitos individualmente para cada filtro e as imagens *flat-field* combinadas não precisam ser normalizadas. Destaca-se, ainda, que na configuração da tarefa **setinstrument**, ajusta-se o instrumento para *direct*. Segue nas próximas seções a descrição dos procedimentos utilizados apenas na redução das imagens fotométricas.

3.2.1 Combinação das imagens

Em todos os grupos de imagens fotométricas (noites de 13, 14 e 15/04/2005) tinham-se entre três e oito imagens das estrelas padrão e do objeto por filtro. Para aumentar a relação sinal-ruído e eliminar raios cósmicos optou-se por combiná-las em cada grupo, separando-as por filtros e criando-se uma imagem mediana a ser trabalhada na fase seguinte do processo de redução.

A primeira parte da combinação das imagens consiste em corrigir eventuais diferenças de posicionamento dos objetos no campo da imagem em diferentes exposições. Escolhe-se uma imagem como referência, visualiza-se esta imagem em um aplicativo adequado (neste trabalho usou-se o DS9–LINUX), escolhe-se em torno de quatro estrelas brilhantes, preferivelmente isoladas e afastadas entre si, e cria-se um arquivo com as coordenadas dessas estrelas. Com a tarefa **imcentroid** usa-se este arquivo para calcular o deslocamento de cada imagem da lista a ser combinada em relação à imagem de referência. Fornecendo um arquivo com estes deslocamentos à tarefa **imshift**, esta posicionará cada uma das imagens para, em seguida, serem combinadas através da tarefa **imcombine**.

Note que o valor de cada pixel da imagem criada é o valor mediano dos pixels correspondentes às imagens que a deram origem. Isto praticamente elimina a possibilidade de haver raios cósmicos na imagem gerada. Outro resultado importante é o aumento na relação sinal-ruído. Os valores do ganho e do ruído devem sofrer uma correção conforme as equações

$$g_{\text{corr}} = Ng \quad \text{e} \quad r_{\text{corr}} = \sqrt{Nr} \quad (3.2)$$

(ver Massey & Davis, 1992), onde g , r e N são o ganho, o ruído e o número de imagens combinadas, respectivamente. O próximo passo é corrigir tempo de exposição e massa de ar, concluindo os processos de preparação das imagens para fotometria.

3.2.2 Fotometria de estrelas padrão

Os dados obtidos em um trabalho científico precisam ser expressados de forma que possam ser comparados, reproduzidos e utilizados por outras pessoas. Por esta razão, devemos expressá-los em unidades de um sistema conhecido. Em um estudo fotométrico, faz-se fotometria de estrelas padrão para definir equações de transformação que ajustem os dados obtidos, colocando-os no sistema fotométrico padrão. Nas imagens das regiões SA 106-700 e SA 103-302 há apenas uma estrela padrão indicada por Landolt (1992). Já na região SA 99-447 há duas estrelas padrão também indicadas por esse e 50 estrelas padrão secundárias às de Landolt, indicadas por Galadí-Enriques et al (2000), das quais 30 estão no campo das imagens obtidas neste trabalho e serão usadas na determinação das equações de transformação.

Para fotometria de estrelas padrão, usou-se a tarefa **phot** do pacote **noao.digiphot.daophot**. Para isto, configurou-se os parâmetros **fitskypars**, **datapars**, **centerpars** e **photpars** que, por sua vez, são divididos em sub-parâmetros. No

datapars colocamos os novos valores de ganho e ruído definidos pelas equações 3.2. No **fitskypars** definimos o raio interno (*anulus*) e largura do anel (*danulus*) utilizados pelo IRAF para determinar o nível de céu em torno da estrela que se faz a fotometria. Optou-se por $anulus = 25$ e $danulus = 5$. O algoritmo utilizado para encontrar o centro do objeto deve ser escolhido durante a configuração do parâmetro **centerpars**. Optou-se por *centroid*, algoritmo que centra o objeto de acordo com a intensidade observada. Por fim, definiu-se no **photpars** o tamanho da abertura, ou seja, o tamanho do círculo no qual integrar-se-ia o fluxo emitido pelo objeto. Optou-se por 18 pixels, um valor aproximadamente quatro vezes a largura a meia altura (FWHM) do perfil de brilho dos objetos.

Encontraram-se as coordenadas desses objetos automaticamente através da tarefa **daofind**, gerando um arquivo *imagem.coo* com o qual completou-se a configuração da tarefa **phot**. Ao rodar **phot** obtém-se um arquivo *imagem.mag* com as magnitudes (no filtro correspondente) de cada estrela cuja a coordenada e a identificação foi fornecida no arquivo *imagem.coo*. Estes procedimentos devem ser feitos individualmente para cada filtro.

3.2.3 Definição de equações de transformação

Com os dados encontrados na literatura (Landolt, 1992; Galadí-Enriques et al, 2000) e a rotina **mkcatalog** fez-se um catálogo contendo as magnitudes aparente das estrelas padrão nos filtros *B*, *V*, *R* e *I*. Já as magnitudes instrumentais haviam sido geradas individualmente e colocadas em arquivos separados por filtros. Para gerar um arquivo texto contendo as magnitudes instrumentais nos quatro filtros mencionados, uniram-se estes dados rodando a tarefa **mknoobsfile**. É importante salientar que a ordem com que são colocadas as estrelas no arquivo e no catálogo deve ser a mesma. Com a tarefa **mkconfig**, gerou-se um arquivo contendo as equações de transformação, definidas em termos de parâmetros a serem ajustados. O ajuste desses parâmetros é feito iterativamente para cada filtro, com a tarefa **fitparams**, até se obter um resíduo inferior a 10^{-2} magnitudes. Alcançou-se este valor, rejeitando da amostra dados referentes às estrelas mais fracas ou que tinham grande imprecisão na medida.

Quando concluídos os ajustes, esta rotina gera um arquivo contendo o formato das equações e a lista dos valores de cada coeficiente. É este arquivo que usaremos em seguida para colocar as magnitudes instrumentais obtidas para o objeto no sistema fotométrico padrão.

3.2.4 Fotometria das estrelas do objeto

No campo da imagem da região HII RCW 87 as estrelas estão muito próximas umas das outras. Em alguns casos, só é possível confirmar que se trata de duas estrelas analisando o perfil radial do objeto (observe as estrelas indicadas pelos números 35 e 36 na figura 1.1). Para minimizar erros na determinação das magnitudes das estrelas do objeto, fez-se a medida dos respectivos fluxos utilizando a PSF (*point spread function*). A PSF representa a distribuição da radiação emitida por uma fonte pontual localizada no centro da estrela na imagem fotométrica no filtro correspondente. Segue, nos próximos parágrafos, uma descrição detalhada dos procedimentos de obtenção da PSF e da medida da magnitude instrumental, passos que também devem ser efetuados individualmente para cada filtro.

Deve-se inicialmente configurar os parâmetros da rotina **phot**, colocando-se os novos valores de ganho e ruído conforme as expressões 3.2, largura a meia altura da estrela mais brilhante do objeto (FWHMPSF), nível de céu e abertura (usou-se quatro pixels como valor da abertura fotométrica). Deve-se definir ainda os valores dos parâmetros PSFRAD e FITRAD da rotina **daopars**. O PSFRAD é o raio do círculo que contém a maior parte da radiação emitida pela estrela e o FITRAD define a faixa a ser utilizada para ajustar a PSF. Para este último, usa-se valores da ordem da FWHMPSF. Novamente usou-se a tarefa **daofind** para encontrar as coordenadas das estrelas na imagem. Com o arquivo de coordenadas, roda-se a tarefa **phot** gerando-se uma primeira medida de magnitudes das estrelas do objeto. Deve-se criar um arquivo texto para cada estrela contendo os respectivos resultados do **phot**. Estes serão como parâmetros de entrada na configuração da tarefa **allstar**.

Antes, usa-se a tarefa **psf** juntamente com as tarefas **nstar** e **substar** para criar a função de espalhamento pontual. Para isso, deve-se escolher entre as estrelas mais brilhantes da imagem, a mais isolada possível, criar um arquivo contendo suas magnitudes e as magnitudes de eventuais estrelas da vizinhança. Roda-se a tarefa **psf**, criando-se uma imagem *.fits*, com uma primeira aproximação do que será a PSF final. Com a tarefa **nstar**, cria-se 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 a imagem que está sendo trabalhada, porém com a estrela escolhida isolada, já que sua vizinhança fora subtraída. Roda-se novamente a tarefa **psf**, dando como parâmetro de entrada a imagem *.sub.fits* e gera-se a função desejada. Por fim, usa-se a tarefa **allstar** para medir as magnitudes das estrelas do objeto usando-se a PSF.

3.2.5 Transformação dos dados para o sistema fotométrico padrão

O primeiro passo dessa etapa é criar um arquivo texto contendo os resultados obtidos para os quatro filtros. A rotina apropriada para este trabalho está no pacote **noao.digiphot.photcal** e denomina-se **mkobsfile**. Com ela criamos este arquivo, fornecendo identificações para os filtros (equivalente àquelas usadas nas equações de transformação) e uma lista com os arquivos que contêm os valores das magnitudes calculados pelo **allstar**.

Porém, como se utiliza um valor de abertura menor para as estrelas do objeto que para as estrelas padrão, deve-se corrigir os valores encontrados antes de submetê-los às equações de transformação. O valor numérico que deve ser subtraído dos valores encontrados é determinado medindo-se as magnitudes de algumas estrelas com os dois valores de abertura e calculando-se a diferença entre os resultados.

Ao rodar a rotina **mkobsfile** respondem-se perguntas sobre identificação do objeto, deslocamentos das coordenadas horizontal e vertical do objeto nos diferentes filtros, além da correção da abertura para cada filtro. Roda-se posteriormente a tarefa **invertfit**, fornecendo como parâmetros de entrada o catálogo criado pela rotina **mkobsfile**, o arquivo contendo a forma das equações de transformação e o arquivo que contém o resultado do ajuste dessas equações. Configurou-se ainda, o parâmetro PRINT (=xV,yV) para que o catálogo contivesse as coordenadas das estrelas nas imagens no filtro V , possibilitando conferir a identificação adotada para essas.

A tabela 3.1 contém os valores medianos de magnitude no filtro V e índices de cor relacionados a esta, bem como estimativas de erro através do cálculo do desvio médio absoluto, todos em unidades de magnitudes. O desvio médio absoluto é dado pela expressão:

$$\sigma_X = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N |X - X_i|, \quad (3.3)$$

onde X_i é o valor da medida i , X é o valor mediano das medidas e N é o número de medidas.

Os dados utilizados para obtenção desses valores são os resultados da fotometria das imagens obtidas nos dias 13, 14 e 15 de abril de 2005, sendo desprezados os valores de índices de cor ($B - V$) obtidos nas imagens do dia 13 e os valores de ($V - I$) obtidos nas imagens do dia 14 por apresentarem significativa diferença em relação aos valores encontrados nos outros grupos. As estrelas rcw87-23 e rcw87-31 não contêm dados a serem apresentados nesta tabela por emitirem pouco no

filtro V , dificultando estimativas desta magnitude. Alguns valores de índices de cor apresentam erros bastante elevados. Porém, isto já era esperado devido ao fato de algumas estrelas emitirem pouco em algum filtro relacionado a este e, também, em alguns casos, por estarem muito próximas a estrelas mais brilhantes, dificultando o ajuste da função de espalhamento pontual (PSF).

No próximo capítulo será feita uma análise dos resultados obtidos, justificando o fato de fazermos a análise espectroscópica da estrela rcw87-5 da tabela 3.1 (indicada pelo número 5 da figura 1.1). Será identificado o tipo espectral dessa estrela, serão inferidos índice de cor intrínseco $(B - V)_0$ e magnitude absoluta na banda V e será feita uma estimativa de distância heliocêntrica do objeto.

Tabela 3.1: Valores medianos de magnitude no filtro V e índices de cor relacionados a esta, bem como o erro estimado.

ID	V	erro(V)	$B - V$	erro($B - V$)	$V - R$	erro($V - R$)	$V - I$	erro($V - I$)
rcw87-1	18.873	0.044	1.662	0.162	1.127	0.030	2.125	0.072
rcw87-2	19.058	0.049	1.602	0.043	1.088	0.051	1.986	0.017
rcw87-3	18.866	0.037	1.949	0.067	1.270	0.021	2.362	0.076
rcw87-4	14.502	0.008	1.605	0.026	0.939	0.032	2.043	0.115
rcw87-5	11.635	0.018	0.628	0.020	0.236	0.062	0.809	0.023
rcw87-6	18.977	0.029	1.932	0.080	1.179	0.032	2.335	0.082
rcw87-7	15.469	0.011	1.439	0.015	0.828	0.038	1.804	0.072
rcw87-8	16.224	0.021	1.342	0.065	0.770	0.040	1.638	0.030
rcw87-9	16.947	0.027	1.162	0.069	0.733	0.031	1.482	0.016
rcw87-10	18.369	0.057	1.460	0.070	0.814	0.068	1.638	0.002
rcw87-11	20.337	0.116	1.941	0.006	1.283	0.128	2.363	0.083
rcw87-12	19.093	0.044	1.478	0.105	0.987	0.046	1.882	0.011
rcw87-13	19.920	0.021	2.026	0.237	1.098	0.092	2.309	0.043
rcw87-14	19.387	0.029	2.452	0.037	1.508	0.023	2.806	0.141
rcw87-15	19.950	0.115	1.974	0.310	1.401	0.270	2.184	0.211
rcw87-16	19.824	0.091	1.666	0.169	1.123	0.087	2.103	0.126
rcw87-17	15.995	0.017	1.385	0.012	0.852	0.041	1.836	0.069
rcw87-18	17.246	0.018	2.576	0.063	1.606	0.036	3.058	0.255
rcw87-19	19.870	0.090	1.815	0.256	1.305	0.065	2.371	0.107
rcw87-20	16.344	0.008	1.816	0.047	1.200	0.028	2.468	0.166

Tabela 3.1 – continuação.

rcw87-21	20.485	0.118	1.620	0.652	1.568	0.201	2.851	0.017
rcw87-22	19.005	0.040	1.724	0.035	0.958	0.057	1.862	0.014
rcw87-24	17.949	0.031	1.552	0.044	0.909	0.021	1.839	0.026
rcw87-25	15.551	0.012	1.474	0.023	0.809	0.035	1.771	0.059
rcw87-26	15.624	0.016	1.836	0.006	1.233	0.039	2.532	0.189
rcw87-27	17.919	0.037	1.707	0.001	1.259	0.038	2.387	0.107
rcw87-28	18.755	0.041	2.525	0.183	1.676	0.070	3.265	0.265
rcw87-29	17.543	0.041	1.393	0.061	0.946	0.042	1.770	0.020
rcw87-30	20.027	0.152	2.501	0.346	0.898	0.185	1.860	0.076
rcw87-32	14.346	0.008	1.961	0.021	1.330	0.028	2.709	0.213
rcw87-33	16.540	0.027	1.651	0.008	1.061	0.039	2.213	0.127
rcw87-34	19.339	0.041	2.059	0.072	1.428	0.121	2.907	0.138
rcw87-35	16.479	0.015	1.812	0.006	1.236	0.038	2.513	0.171
rcw87-36	15.502	0.020	0.967	0.032	0.433	0.050	1.047	0.047
rcw87-37	18.710	0.047	1.562	0.055	0.941	0.037	1.738	0.048
rcw87-38	18.039	0.029	1.345	0.025	0.879	0.028	1.710	0.017
rcw87-39	18.612	0.033	2.176	0.054	1.434	0.057	2.901	0.217
rcw87-40	19.853	0.063	1.695	0.103	1.288	0.038	2.476	0.134
rcw87-41	17.981	0.050	1.605	0.020	0.899	0.044	1.736	0.011
rcw87-42	16.944	0.029	1.576	0.035	0.958	0.037	2.026	0.086

Capítulo 4

Análises e conclusões

4.1 Identificação de possíveis estrelas ionizantes

Devido ao grande número de estrelas no campo da nebulosa, fez-se necessário um critério de seleção de possíveis estrelas ionizantes, para então se fazer um estudo espectroscópico de alguma(s) destas estrelas. Nesta fase do trabalho, tinha-se disponível apenas os resultados preliminares da fotometria. Portanto, o critério usado para a seleção das estrelas ionizantes deveria depender apenas de resultados fotométricos.

Como descrito no segundo capítulo, os índices de cor estão diretamente relacionados com a temperatura. Por exemplo, quanto menor o valor do índice de cor ($B - V$), mais azul e, portanto, mais quente é a estrela (Lei de Wien, equação 2.20). As estrelas listadas na tabela 3.1 (e ilustradas na figura 1.1) que possuem menores índices de cor ($B - V$) são as estrelas mais quentes da amostra e, portanto, são prováveis estrelas ionizantes do objeto.

Analisando-se a sexta coluna da tabela 3.1, verificam-se valores de ($B - V$) que variam desde 0.628 magnitudes para a estrela rcw87-5 até 2.576 magnitudes para a estrela rcw87-18. Porém, cabe lembrar que estes são valores observados, que devido ao avermelhamento são muito maiores que os valores de índices de cor intrínsecos esperados para estrelas dos tipos O ou B. Como até o momento não se tinha nenhuma estimativa para valores de avermelhamento sofridos pelos índices de cor dessas estrelas, optou-se por realizar um estudo espectroscópico apenas da estrela rcw87-5, para a qual se mediu menor valor de ($B - V$).

A obtenção e a redução dos dados espectroscópicos referentes a esta estrela já

foi descrita na parte inicial do capítulo três. Uma análise dos espectros obtidos será feita na próxima seção.

4.2 Classificação espectral da estrela rcw87-5

Iniciou-se a classificação espectral assumindo-se que a estrela pertencia à classe V (Seqüência Principal). Se não encontrássemos um espectro de uma estrela pertencente a esta classe e que correspondesse ao da estrela investigada, deveríamos mudar de estratégia e procurar espectros similares em outras classes. Veremos, pois, que isto não foi necessário.

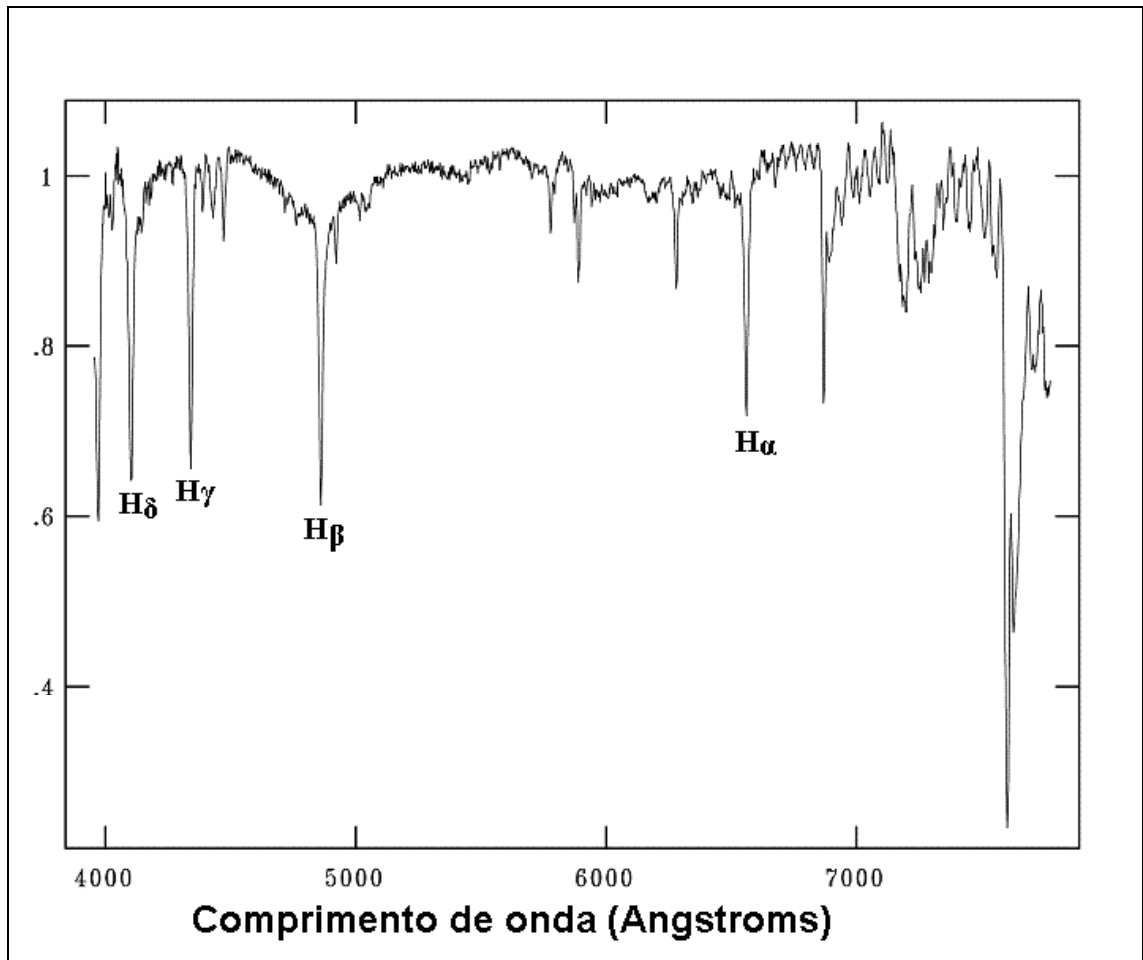


Figura 4.1: Espectro normalizado da estrela rcw87-5.

Uma análise inicial do espectro da estrela rcw87-5 sugere que seja descartada a possibilidade da estrela ser do tipo O. Em estrelas do tipo O, a maior parte do

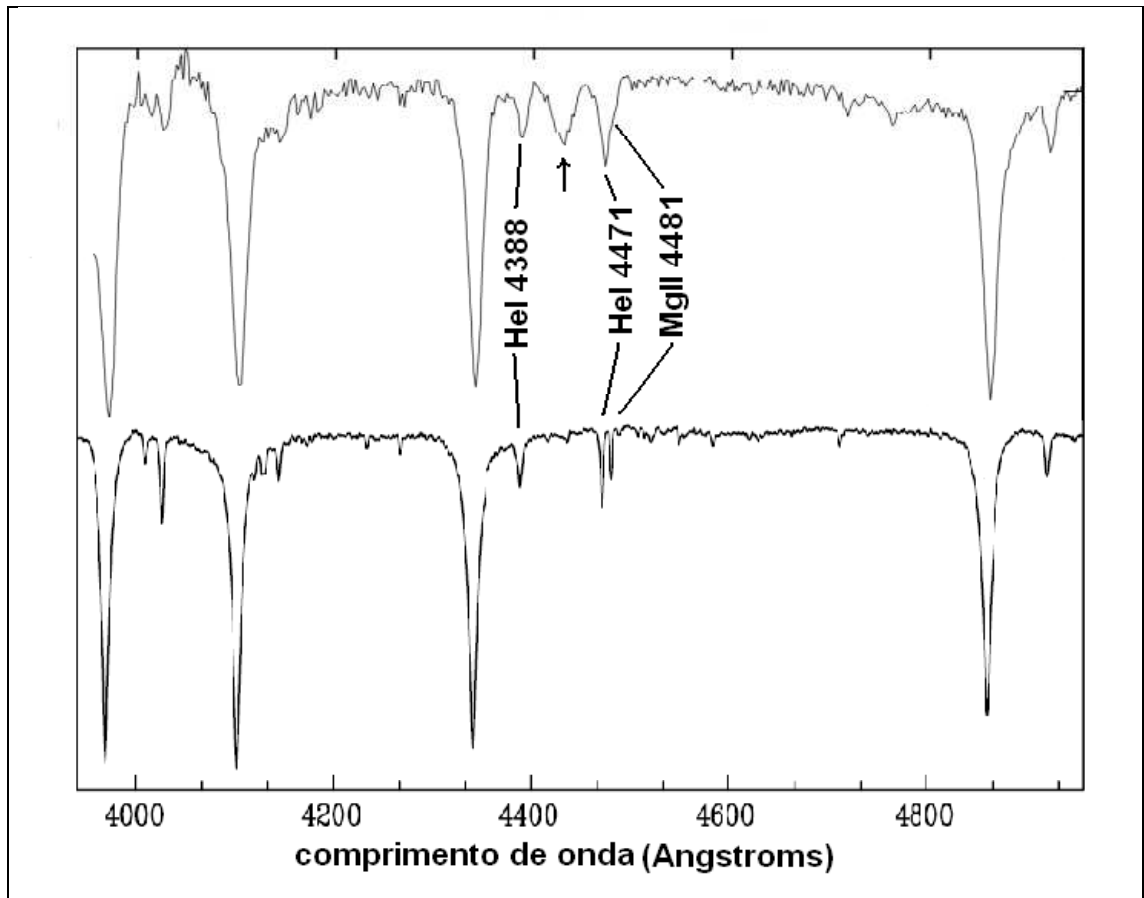


Figura 4.2: Comparação entre o espectro da estrela 19 Tau padrão para o tipo B6V (abaixo) com o espectro de rcw87-5 (acima).

hidrogênio encontra-se ionizado devido à alta temperatura ($T_{ef} \sim 50\,000\text{ K}$), de forma que as linhas do H devem ser pouco intensas, havendo predominância das linhas do He I e do He II. Isto não é o que vemos na figura 4.1.

Já para estrelas do tipo B, espera-se linhas de Balmer mais expressivas e com intensidades crescendo conforme se passa dos subtipos 0 ao 9, atingindo seu máximo de intensidade em estrelas do tipo A0 (LANG, 1992). Através de argumentos como este, refinou-se a classificação. Linhas do He II não aparecem em estrelas mais frias que estrelas do tipo B3V e as linhas do He I tornam-se tão fracas nas estrelas mais frias do tipo B que a intensidade da linha $\lambda 4471$ do He I é igual a intensidade da linha $\lambda 4481$ do Mg II para estrelas do tipo B8V. Como na figura 4.1 não vemos linhas do He II e, mesmo não estando bem resolvidas, percebe-se na figura 4.2 que a linha $\lambda 4471$ do He I é mais intensa que a linha $\lambda 4481$ do Mg II, procurou-se espectros de estrelas padrão mais frias que estrelas do tipo B3V e mais quentes que estrelas do

tipo B8V.

A figura 4.2 mostra uma comparação entre o espectro da estrela 19 Tau padrão para o tipo B6V, extraído de Marco & Negueruela (2002), com a região azul do espectro de rcw87-5. Nota-se que, embora tenha-se menos resolução no segundo espectro mencionado, há uma boa correspondência entre os mesmos e uma equivalência satisfatória entre as intensidades das linhas. Com a observação de que a linha de absorção do espectro indicada por uma seta, correspondente ao comprimento de onda de 4428 Å, trata-se de absorção interestelar, pode-se concluir que a estrela rcw87-5 é do tipo espectral B6V.

4.3 Estimativa de distância de RCW 87

Nas primeiras seções deste capítulo, selecionou-se uma estrela como sendo uma possível estrela ionizante, fez-se uma análise espectroscópica e concluiu-se que, de fato, tratava-se de uma estrela quente, cujo tipo espectral era B6V. Na literatura encontra-se que uma estrela desse tipo possui $M_V = -0.90$ e $(B - V)_0 = -0.15$.

Usando o valor de $(B - V)$ medido para estrela rcw87-5 presente na tabela 3.1, tem-se que o excesso de cor para a mesma é dado por:

$$E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0 = 0.78$$

Assumindo que a razão entre a extinção total e extinção seletiva à banda V $R_V = 3$, o termo A_V da equação 2.18, conhecido como avermelhamento, torna-se:

$$A_V = R_V E(B - V) = 2.34$$

Agregando a estes dados o valor medido para a magnitude no filtro V , também presente na tabela 3.1 e propagando erro(V) e erro($B - V$) para as respectivas medidas, estima-se, através da equação 2.18, que esta estrela ionizante encontra-se a uma distância heliocêntrica de 1.1 ± 0.2 kpc, sendo esta, portanto a distância heliocêntrica estimada para a região HII RCW 87 .

4.4 Comentários finais e perspectivas de trabalhos futuros

Neste trabalho, obteve-se um banco de dados fotométricos de quarenta estrelas da

região HII RCW 87 que deve ser complementado com observações espectroscópicas. Até o presente momento, espectro de somente uma estrela foi obtido e analisado.

Na tabela 3.1 encontram-se mais dez estrelas com índice de cor $(B - V) < 1.5$, que também podem ser estrelas ionizantes desta nebulosa. Merece destaque a estrela rcw87-36, com $(B - V) = 0.967$. Esta e outras estrelas completamente imersas na nuvem de gás e com valores relativamente pequenos de $(B - V)$ são candidatas a estrelas ionizantes da nebulosa e são os melhores alvos para futuros estudos espectroscópicos, pois possivelmente sofrem avermelhamento maior do que o valor medido para rcw87-5, o que justificaria o maior valor de $(B - V)$ medido. Além disso, a obtenção de imagens fotométricas no filtro U possibilitaria uma pré-classificação espectral via diagrama cor-cor. Isto trará maior confiabilidade na estimativa de distância, a qual difere significativamente do valor encontrado por Bráz et al (1975).

Referências Bibliográficas

BRÁZ, M.A.; JARDIM J.O.; KAUFMANN P.; A.A. **Astron. & Astrophys.**, vol 43,153–155, 1975.

GALADÍ-ENRÍQUEZ, D.; TRULLOLS, E.; JORDI, C. **Astronomy & Astrophysics Supplement Series**, 146: 169-177, 2000.

LANDOLT, A.U. **Astronomical Journal**, vol. 104, 1 : 340-371,436-491, 1992.

LANG, KENNETH R., **Astrophysical Data: Planets and Stars**. Springer-Verlag, New York, Inc., 1992. p937.

MACIEL, W.J. **Introdução à Estrutura e Evolução Estelar**. São Paulo: Editora da Universidade de Sao Paulo, 1999. p280.

MARCO A.; NEGUERUELA I. **Astronomy & Astrophysics**, 393: 195-204, 2002.

MASSEY, P.; DAVIS, L.E.: **A user's Guide to Stellar CCD Photometry with IRAF**, 1992. p69. mimeografado.

RIFFEL, R. **Estudo da Região HII Galáctica NGC 2579**. Santa Maria:UFSM, 2004. Dissertação (Mestrado em Física) - Universidade Federal de Santa Maria, Santa Maria, 2004.

OLIVEIRA, V.A. **Mapas de Densidade e Velocidade e Estimativa de Distância da região HII Galáctica NGC 2579**. Santa Maria:UFSM, 2006. Dissertação (Mestrado em Física) - Universidade Federal de Santa Maria, Santa Maria, 2006.

Leituras Complementares

ABELL G.O.; MORRISON D.; WOLFF S.C. **Realm of the Universe**, 5th ed., Fort Worth, 1992. p538.

BÖHM-VITENSE, E. **Introduction to Stellar Astrophysics**, Volume 1, University of Washington, 1989. p244.

CARVALHO, L.O. **Estudo de Aglomerados Estelares das Nuvens de Magalhães Usando Fotometria CCD na Banda V**. Santa Maria:UFSM, 2005. Dissertação (Mestrado em Física) - Universidade Federal de Santa Maria, Santa Maria, 2004.

MACIEL, W.J. **Astronomia e Astrofísica**, Instituto Astronômico e Geofísico, Universidade de Sao Paulo, 1991. p303.