

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

Distribuição de Extinção na Pequena Nuvem de Magalhães *

Carlos Maximiliano Dutra

Dissertação realizada sob orientação do Dr.
Eduardo L. D. Bica e apresentada ao Insti-
tuto de Física da UFRGS em preenchimen-
to parcial dos requisitos para a obtenção do
título de Mestre em Física.

Porto Alegre
1997

A minha melhor amiga e orientadora
Pelo amor, pela compreensão , pelo apoio e por tudo aquilo que me ensinou durante os meus 23
anos de vida.
Mãe a ti dedico este trabalho.

Agradecimentos

- A minha mãe pelo apoio logístico e moral.
- Ao Dr. Eduardo Bica, pela orientação e amizade.
- Ao Charles Bonatto, pela amizade e pelo auxílio nas tarefas computacionais.
- Ao Dr. J. J. Clariá e Dr. A. E. Piatti, pela colaboração nas observações durante o turno no CASLEO-AR.
- Aos funcionários do Observatório CASLEO, San Juan - Argentina, pela hospitalidade e serviços prestados durante o turno de observação neste observatório.
- Ao Humberto, pelo ajuda na extração de dados referentes a densidade de coluna de HI da PNM.
- Aos professores e colegas do Departamento de Astronomia, pelo convívio harmonioso e instrutivo.
- Aos demais colegas da Pós-Graduação, em especial ao pessoal que ingressou comigo no Mestrado, pelo companheirismo.
- Ao Arthur Boos, pela disposição em solucionar os mais diversos problemas na rede de estações de trabalho.
- Aos funcionários da Biblioteca, pela eficiência e pela atenção.
- A turma do futebol, pelos momentos de descontração.
- A Internet, pelo enriquecimento que trouxe a este trabalho e pelas novas amizades conquistadas.
- As agências financiadoras CNPq e VITAE (Brasil) e CONICET e Fundacion Antorchas (Argentina), em especial ao CNPq pelo apoio financeiro.
- A CPG-Física, pelos auxílios viagem concedidos para participação de congressos, escolas e turno de observação.

Resumo

O estudo da distribuição da extinção na direção da Pequena Nuvem de Magalhães (PNM) é feito através da contagem de galáxias de "fundo", e espectroscopicamente pela comparação de espectros nucleares de uma amostra das mesmas com os de galáxias de referência de similar população estelar. O método de contagens é baseado em um novo catálogo realizado no presente trabalho, contendo 3037 galáxias estendendo-se até a magnitude limite $B \approx 20$ em 6 placas do ESO/SERC na região da PNM e seus arredores. O método espectroscópico foi aplicado a uma amostra de 16 galáxias na mesma região, assim como numa outra de 27 galáxias na direção da Grande Nuvem de Magalhães, para comparação. A deficiência de galáxias indicada pelo método de contagens sugere $E(B-V)=0.35$ nas partes centrais da PNM, e $E(B-V)=0.15$ a 6° do centro. Por outro lado o método espectroscópico indica que a PNM é basicamente transparente. Sugerem-se as seguintes explicações para esta diferença: (i) a deficiência de galáxias nas regiões centrais detectadas pelo método de contagens é significativamente afetada pela alta concentração de estrelas e objetos estendidos pertencentes à PNM; (ii) a amostra espectroscópica conteria tipicamente galáxias em zonas menos avermelhadas, o que indicaria que a absorção ocorre em nuvens de poeira com uma distribuição preferencialmente discreta. A aplicação do método espectroscópico na GNM também sugere a presença de nuvens de poeira discretas nas suas regiões centrais.

Abstract

The analysis of the reddening distribution in the direction of the Small Magellanic Cloud (SMC) is carried out by means of counts of background galaxies, and spectroscopically by the comparing nuclear spectra of background galaxies to those of reddening-free templates of galaxies with the same stellar population. The counts method is based on a new catalog developed in this work, containing 3037 galaxies to $B \approx 20$ in 6 ESO/SERC plates in the SMC and surroundings. The spectroscopic method was applied to a sample of 16 background galaxies in the same region, and 27 in the direction of Large Magellanic Cloud (LMC), for comparisons. The deficiency of galaxies indicated by the counts method suggests $E(B-V)=0.35$ in the central parts of the SMC, and $E(B-V)=0.15$ at $\approx 6^\circ$ from the center. On the other hand, the spectroscopic method suggests the SMC is basically transparent. We propose the following explanations for this difference: (i) the deficiency of galaxies in the central regions detected by means of the counts method would be primarily due to the high stellar crowding and concentration of extended objects belonging to the SMC; (ii) the spectroscopic sample could be biased to less reddened galaxies, which would indicate that the reddening arises in dust clouds with discrete distribution. The use of the spectroscopic method in the LMC also suggests the presence of discrete dust clouds in its central regions.

Sumário

1	Introdução	1
1.1	A extinção e a poeira	1
1.2	Modelo de extinção por grãos esféricos ¹	2
1.3	Curvas de extinção : Via Láctea, GNM e PNM	4
1.4	Leis de Distribuição de extinção galáctica	6
1.5	Distribuição da extinção nas Nuvens de Magalhães	9
1.6	O Presente Estudo	10
2	Catálogo de galáxias na direção da Pequena Nuvem de Magalhães	12
2.1	Introdução	12
2.2	Unificação dos catálogos existentes	12
2.3	Revisão de Hodge & Snow (1975) e Hodge (1977)	13
2.4	Obtenção dos dados sobre as galáxias	15
2.4.1	Coordenadas	15
2.4.2	Diâmetros aparentes maior e menor	17
2.4.3	Ângulo de posição	18
2.4.4	Tipo Morfológico	18
2.5	Estudo da Magnitude Limite	19
2.6	Catálogo Final	22
3	Método de contagens de galáxias	24
3.1	Introdução	24
3.2	Contagens de galáxias baseada no CGPNM	26
4	Método Espectroscópico	29
4.1	Introdução	29
4.2	Templates de galáxias	30
4.3	Obtenção da amostra de espectros	31
4.3.1	Seleção	31
4.3.2	Observação	32
4.3.3	Redução	32
4.3.4	Correção por deslocamento para o vermelho	33
4.4	Método	34
4.5	Resultados	36
4.6	Análise dos Resultados	36

¹Esta seção está baseada no livro "Dust in the galactic environment" de D.C.B. Whittet (1992).

5	Comentários Finais	48
5.1	Método espectroscópico × Contagens	48
5.2	Conclusões	48
5.3	Perspectivas	49
A	Catálogo de estrelas guia (GSC)	50
A.1	Introdução	50
A.2	Organização do GSC:	50
A.2.1	”grandes regiões”:	50
A.2.2	”pequenas regiões”:	50
A.2.3	Região da Pequena Nuvem de Magalhães	51
A.3	O uso do GSC neste trabalho	51
B	Atlas de placas Schmidt digitalizadas do céu	53
C	COSMOS	55
D	Placas do ESO/SERC	57
E	IRAF versão 2.10	58
F	CGPNM	59
	Referências Bibliográficas	60

Lista de Figuras

1.1	Exemplo de aplicação do método de pares	4
1.2	Curvas de Extinção média para a Via Láctea (GAL), GNM (LMC) e PNM (SMC)	5
1.3	Comparações entre modelos de grafite-silicatos e as curvas de extinção empíricas da Via Láctea (GAL), GNM (LMC) e PNM (SMC).	6
1.4	Distribuição de extinção galáctica para o Hemisfério Sul celeste obtida a partir das galáxias do RC3, segundo o modelo de Burstein & Heiles.	9
1.5	Imagens da GNM e da PNM tomadas com telescópio Schmidt UKST do ROE/AAO	10
2.1	Distribuição das galáxias do catálogo unificado superposta à distribuição de HI da PNM de Mathewson & Ford (1984)	13
2.2	Distribuição das galáxias resultantes da revisão de Hodge (1977) e as de Hodge & Snow (1975) superposta à distribuição de HI da PNM de Mathewson & Ford (1984)	14
2.3	Distribuição das galáxias novas superposta à distribuição de HI da PNM de Mathewson & Ford (1984)	15
2.4	Quadro mostrando os diferentes estágios de povoamento até o catálogo final de galáxias da região da PNM compreendida pelas placas 28, 29, 30, 50, 51 e 52 do ESO/SERC	16
2.5	Comparação dos valores de diâmetros maiores (à esquerda) e menores (à direita) medidos e os catalogados no ESO-Uppsala	17
2.6	Comparação dos valores de ângulos de posição medidos e os catalogados no ESO-Uppsala	18
2.7	Diagrama esquemático da sequência de Hubble (acima) e exemplos de imagens fotográficas de galáxias ao longo da sequência de Hubble	18
2.8	Imagens digitalizadas DSS das galáxias DB0245-7424(SBc face-on), DB0246-7355(Sa), DB0209-7623(Sb) e DB0240-7638(E) do CGPNM	20
2.9	Relação entre magnitude B_T do ESOLV e a magnitude B_{PGC}	22
2.10	Curva de calibração para galáxias conhecidas na placa 52 do ESO/SERC entre as magnitudes B ESOLV e COSMOS	22
3.1	Resultados de Wesselink (1961) para variação da extinção do centro para partes mais externas da PNM, onde o limite n_r representa a contagem média em células mais distantes $\Delta \geq 4^\circ$	25
3.2	Distribuição da extinção em magnitudes V na PNM, segundo Hodge (1974)	25
3.3	Variação da extinção A_B a partir do centro adotado, segundo contagens feitas sobre as galáxias do CGPNM	28
4.1	Templates de Bica (1988) utilizados nesse trabalho (à esquerda templates de núcleos de elípticas, dominadas por populações velhas, e à direita templates de núcleos de espirais, com diferentes contribuições de formações estelares mais recentes.	31
4.2	Distribuição na PNM e GNM da amostra de objetos observados com as isofotas de HI de Mathewson & Ford (1984)	32
4.3	Histograma de velocidades para as galáxias observadas na PNM (linha sólida) e na GNM (linha tracejada)	34
4.4	Exemplo de superposição entre espectro nuclear da galáxia observada e template.	36
4.5	I- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da GNM.	37
4.6	II- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da GNM.	38
4.7	III- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da GNM.	39
4.8	IV- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da GNM.	40
4.9	V- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da GNM.	41
4.10	I- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da PNM.	42

4.11	II- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da PNM.	43
4.12	III- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da PNM.	44
A.1	Mapa de Identificação do GSC correspondente ao quadrante noroeste da placa 52 do ESO/SERC (52nw).	52
B.1	Imagem digitalizada do DSS integrante número 57 do atlas digitalizado de imagens da PNM	54
C.1	Distribuição do conjunto de placas do ESO/SERC adotadas pelo COSMOS, sendo as placas hachuradas zonas evitadas neste survey em banda B. Nos eixos têm-se $\alpha(1950)$,horizontal, e $\delta(1950)$, vertical.	56

Lista de Tabelas

1.1	Valores de avermelhamento para a GNM e PNM, segundo os modelos de ST, RC2 e BH	9
1.2	Valores médios de avermelhamento galáctico na direção da GNM encontrados na literatura	9
2.1	Lista de catálogos contidos na unificação, mostrando as diferentes contribuições antes do cruzamento (a.c.) e depois do cruzamento (d.c.)	12
2.2	Lista de objetos excluídos	15
2.3	Lista de galáxias ESO-LV da placa 52 utilizadas na calibração	21
2.4	Amostra de galáxias no limite de magnitude do CGPNM	21
3.1	Posições dos centros e resultados obtidos para as células definidas para contagens.	28
4.1	Medidas de larguras equivalentes em linhas e bandas de forte absorção dos templates	31
4.2	Quadro comparativo de distribuição de velocidades radiais das galáxias do SSRS contidas na Região das Nuvens e as galáxias observadas nesse trabalho.	34
4.3	Medidas de larguras equivalentes de linhas e bandas de forte absorção dos espectros das galáxias observadas na direção da PNM. Valores em angstroms.	35
4.4	Medidas de larguras equivalentes de linhas e bandas de forte absorção dos espectros das galáxias observadas na direção da GNM. Valores em angstroms.	35
4.5	Principais resultados da análise de espectros dos objetos observados na direção da GNM	41
4.6	Principais resultados da análise de espectros dos objetos observados na direção da PNM	41
4.7	Valores de avermelhamento médio para os templates segundo os modelos de ST, BH e RC2	46
4.8	Diferenças entre os avermelhamentos médios dos diferentes modelos para os templates	46
4.9	Valores de avermelhamento para as galáxias na direção da GNM transformados para os modelos de Burstein & Heiles (1978b, 1982) e de Vaucouleurs (1976)	46
4.10	Valores de avermelhamento para as galáxias na direção da PNM transformados para os modelos de Burstein & Heiles (1978b, 1982) e de Vaucouleurs (1976)	47
A.1	Relação dos quadrantes definidos para os mapas de identificação com as coordenadas do centro.	51
D.1	Coordenadas equatoriais e galácticas das placas 28, 29, 30, 50, 51 e 52 do ESO/SERC	57

Capítulo 1

Introdução

1.1 A extinção e a poeira

A extinção ocorre quando uma radiação eletromagnética se propaga através de um meio contendo pequenas partículas. O feixe transmitido tem sua intensidade reduzida por dois processos, absorção e espalhamento.

No processo de espalhamento, a radiação que se move em direção ao observador incide sobre uma partícula do meio que age como centro divergente secundário da radiação. Somente uma pequena porção dessa onda secundária viaja para frente na direção original do feixe de radiação e alcança o observador. A quantidade de radiação perdida pelo observador por espalhamento depende da quantidade, tamanho, forma e composição da partícula espalhadora e do comprimento de onda da radiação incidente.

No processo de absorção, a radiação é convertida em energia interna; e a absorção de quantidades específicas de energia (com determinado comprimento de onda) pode levar a uma reemissão dessa energia em linhas discretas de comprimento de onda (λ) e bandas.

Portanto por esses dois processos, a extinção constitui em uma atenuação da radiação ao atravessar um meio com partículas pequenas. Sendo que a intensidade dessa atenuação apresenta dependência espectral, a curva de extinção, dependendo ainda da quantidade e das propriedades físicas e químicas das pequenas partículas, as quais são obtidas a partir da aplicação de modelos às observações.

O estudo da extinção por grãos de poeira interestelar teve início com Struve (1847), que através da análise de contagem de estrelas, concluiu que havia uma absorção uniforme proporcional à distância percorrida pela luz das estrelas. Barnard (1927) fez uma busca sistemática fotográfica de nebulosas escuras e evidenciou a variação espacial da extinção, atribuindo a esses "buracos" no céu a existência de nuvens interestelares que absorviam e espalhavam a luz das estrelas. Esses estudos iniciados com Barnard continuam sendo feitos ainda hoje com uma maior precisão na contagem de estrelas e determinação de mapas de extinção devido à melhoria das técnicas observacionais, como por exemplo os trabalhos de Dickman (1978) e Hetem et al. (1988).

A confirmação da existência de extinção interestelar veio com Trumpler (1930a, 1930b) através de duas linhas distintas de investigação. Trumpler pretendia determinar a distância de aglomerados abertos por fotometria e espectroscopia de estrelas membros dos aglomerados. Se a poeira estivesse presente no meio interestelar, seu efeito de obscurecimento faria com que se tivesse a impressão de que os objetos observados estariam mais longe do que realmente estavam. Como consequência direta, Trumpler, ao determinar os diâmetros lineares dos aglomerados da amostra, obteve o surpreendente resultado de que esses diâmetros aumentavam com a distância ao sistema solar. Trumpler percebeu então, que tal resultado se devia a um erro sistemático na determinação da distância e que a equação do módulo de distância devia ser corrigida pelo obscurecimento,

como mostrada abaixo:

$$V - M_V - A_V = 5 \log d - 5 \quad (1.1)$$

onde V e M_V são respectivamente as magnitudes aparente e absoluta no visual, A_V representa a "absorção" ¹ interestelar no visual.

Trumpler também considerou as implicações dessa descoberta nas cores das estrelas. Se a extinção interestelar é produzida por partículas submicrônicas então o efeito de avermelhamento que ocorre quando o Sol se põe também seria esperado neste caso. O avermelhamento ocorre porque a absorção e o espalhamento são, em geral, mais eficientes para comprimentos de onda mais curtos no visível. Sendo assim, no feixe transmitido, a luz vermelha é menos extinta que a azul. Os astrônomos notaram claramente esse efeito ao comparar índices de cor, tais como $(B - V)$, que é a diferença entre as magnitudes medidas com filtros B e V do sistema Johnson, de estrelas de mesmo tipo espectral, mas em regiões sabidamente ricas em matéria interestelar e em regiões pobres. Foram encontradas diferenças, chamadas excessos de cor, as quais se atribui ao avermelhamento, que é resultante da extinção seletiva. No sistema Johnson B,V o excesso de cor é dado pela equação abaixo:

$$E_{B-V} = (B - V) - (B - V)_0 \quad (1.2)$$

onde $(B - V)$ e $(B - V)_0$ são os índices de cor observado e intrínseco obtidos de fotometria e de espectroscopia através da comparação do tipo espectral, respectivamente.

Como a extinção é sempre maior no filtro B ($0.44\mu m$) do que no V ($0.55\mu m$), E_{B-V} é uma quantidade positiva quando há avermelhamento, ou nula quando este é inexistente. A relação entre a extinção total em um dado λ e o correspondente excesso de cor varia com a dependência espectral da extinção, ou seja, a curva de extinção. No sistema Johnson, a extinção na banda passante do visual pode ser relacionado com o E_{B-V} por:

$$A_V = R_V E_{B-V} \quad (1.3)$$

onde R_V é a razão entre a extinção total e a seletiva.

Portanto A_V pode ser determinado da equação do módulo de distância e, ou, da equação acima, já que E_{B-V} é uma quantidade mensurável e R_V pode ser obtido da curva de extinção, como se discutirá na seção 1.3.

1.2 Modelo de extinção por grãos esféricos²

Supondo que grãos esféricos de poeira de raio a estão distribuídos uniformemente com densidade numérica n_d por unidade de volume ao longo da linha de visada de uma estrela distante, o número de grãos contidos numa coluna cilíndrica de comprimento L com seção de área unitária é $N_d = n_d L$. Considerando um elemento discreto de coluna com comprimento dL , a fração da intensidade da luz da estrela perdida em um dado comprimento de onda devido à extinção dentro deste elemento é:

$$\frac{dI}{I} = -n_d C_{ext} dL \quad (1.4)$$

onde C_{ext} é a seção de choque de extinção. Ao integrar a equação acima sobre todo o livre caminho médio, obtém-se:

¹Ao invés de absorção o termo mais correto seria extinção (combinação de absorção e espalhamento).

²Esta seção está baseada no livro "Dust in the galactic environment" de D.C.B. Whittet (1992).

$$I = I_0 e^{-\tau} \quad (1.5)$$

onde I_0 é I em $L = 0$ e $\tau = n_d C_{ext} L (= N_d C_{ext})$ é a profundidade ótica da extinção devida à poeira. Expressando a intensidade de luz perdida em magnitudes, a extinção total em um λ é dada por:

$$A_\lambda = -2.5 \log\left(\frac{I}{I_0}\right) \Rightarrow A_\lambda = 1.086 N_d C_{ext} \quad (1.6)$$

É mais comum expressar A_λ como função do fator de eficiência de extinção Q_{ext} , dado pela razão entre a seção de choque de extinção e a geométrica:

$$Q_{ext} = \frac{C_{ext}}{\pi a^2}. \quad (1.7)$$

Portanto,

$$A_\lambda = 1.086 N_d \pi a^2 Q_{ext}. \quad (1.8)$$

Ao invés de grãos de raio constante a , pode-se usar numa aproximação mais realista uma distribuição de tamanhos $n(a)da$, que é o número de grãos por unidade de volume com raios entre a e $a + da$. Sendo assim pode-se reescrever a equação acima:

$$A_\lambda = 1.086 \pi \int a^2 Q_{ext}(a) n(a) da. \quad (1.9)$$

Convém notar que Q_{ext} é igual à soma dos correspondentes fatores de absorção e espalhamento, $Q_{ext} = Q_{abs} + Q_{esp}$. Essas eficiências são funções de duas quantidades:

1. parâmetro adimensional de tamanho: $x = \frac{2\pi a}{\lambda}$.
2. parâmetro de composição: $m = n - ik$, que é o índice de refração complexo do material do grão. Onde n e k são, embora chamadas de "constantes óticas", funções de λ .

Para materiais dielétricos (ex. gelo e silicatos) $k = 0$, índice de refração real, e a dependência espectral de n com λ é fraca. E para materiais fortemente absorvedores como os metais, k é da mesma ordem de n e ambos podem variar bastante com λ .

Q_{abs} e Q_{esp} podem ser calculados assumindo um modelo de grãos, e os valores resultantes de extinção total podem ser comparados com os dados observacionais. O cálculo desses fatores vem da resolução das equações de Maxwell com condições de fronteira apropriadas na superfície dos grãos. A solução foi primeiro formulada por Mie (1908) e independentemente por Debye (1909) resultando no que hoje conhece-se como Teoria de Mie.

Quando $x \ll 1$ (partículas pequenas comparadas com o λ da luz incidente), têm-se as seguintes aproximações:

$$Q_{esp} \simeq \frac{8}{3} x^4 \left[\frac{m^2 - 1}{m^2 + 2} \right]^2 \quad (1.10)$$

$$Q_{abs} \simeq 4x \Im \left\{ \frac{m^2 - 1}{m^2 + 2} \right\}$$

onde \Im representa o valor imaginário da quantidade entre chaves.

Note pelas eqs. 1.10 que para materiais dielétricos não existe absorção já que m é real. Na aproximação de partícula pequena (Espalhamento de Rayleigh) $Q_{ext} = Q_{esp} \propto x^4 \propto \lambda^{-4}$. Essa

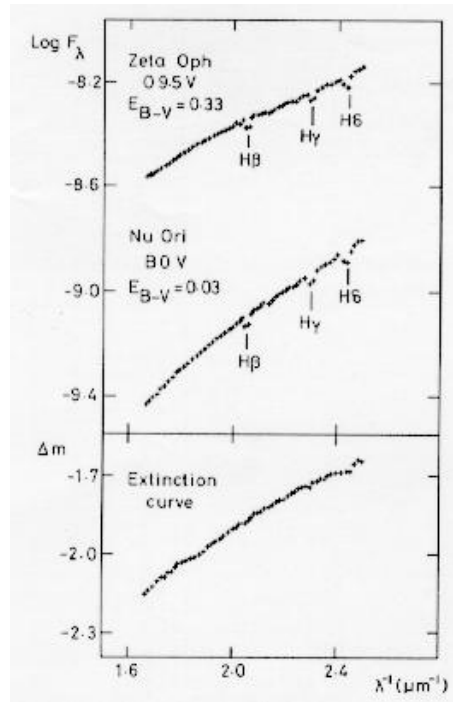


Figura 1.1: Exemplo de aplicação do método de pares

mesma aproximação para materiais que não absorvem fortemente $Q_{abs} \propto \lambda^{-1}$. Nesse caso, extinção dominada por absorção tem dependência λ^{-1} e aquela dominada por espalhamento tem dependência λ^{-4} .

Duley (1988) resume alguns dos vínculos observacionais para modelização dos grãos. Caracterizando-se a existência de grãos irregulares, grãos alinhados e grãos pequenos; podendo apresentar em sua composição: silicatos, gelo, CO e grupos aromáticos, de acordo com a emissão e absorção no infravermelho.

1.3 Curvas de extinção : Via Láctea, GNM e PNM

O método utilizado para determinar a dependência espectral da extinção interestelar, ou curva de extinção, consiste na comparação de estrelas com distribuição de energia avermelhada com estrelas de avermelhamento insignificante e que possuam temperatura e luminosidade similares. Na fig. 1.1 ilustra-se uma aplicação deste método de pares.

No quadro superior, mostram-se as distribuições espectrais da estrela avermelhada ζ Oph e da estrela ν Ori que possui avermelhamento bem menor e similares temperatura e luminosidade. No quadro inferior, mostra-se a curva de extinção resultante na direção de ζ Oph. Mais aplicações são dadas em Massa et al. (1983).

Para a Via Láctea as estrelas do método de pares são as de sequência principal do tipo O ou B, as quais são usadas pelo seu espectro bem característico que pode ser identificado com alta precisão e pela sua alta luminosidade, sendo observadas até grandes distâncias dentro da Galáxia. Para a Grande Nuvem de Magalhães (GNM) e Pequena Nuvem de Magalhães (PNM) que estão as distâncias de cerca de 50 e 60 Kpc, respectivamente, as estrelas O e B são muito difíceis de serem observadas. Ao invés dessas, são usadas as supergigantes OB, as quais são as estrelas mais brilhantes na região do ultravioleta.

No caso de galáxias, o que se obtém são curvas de extinção médias representativas de observações em várias linhas de visada delimitadas pelo campo que abrange a galáxia. Várias medidas ao longo de um grande número de linhas de visada foram feitas por Sandage & Mathis (1979) na

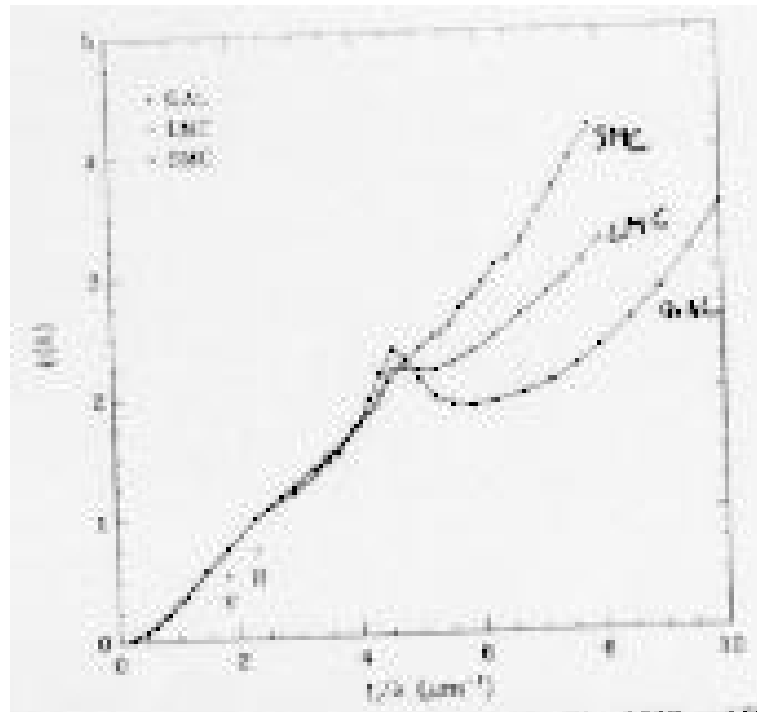


Figura 1.2: Curvas de Extinção média para a Via Láctea (GAL), GNM (LMC) e PNM (SMC)

Via Láctea e por Fitzpatrick (1989) na GNM e PNM.

Na fig. 1.2 extraída de Pei (1992), mostram-se as curvas de extinção média para a Via Láctea, GNM e PNM, obtidas a partir de observações de vários autores citados nesse mesmo artigo. É possível notar variações na forma das curvas de uma galáxia para outra, as quais merecem ser estudadas já que existem evidências que a Galáxia e as Nuvens de Magalhães formam um sistema em interação. As principais variações são: o decréscimo na intensidade do excesso em 2175Å e o aumento no nível de extinção no ultravioleta longínquo no sentido Via Láctea - GNM - PNM (VGP)

A partir da extrapolação das medidas de extinção no infravermelho próximo para comprimentos de onda infinitos, pode-se determinar a extinção seletiva R_V , assumindo-se que quando $\lambda \rightarrow \infty \Rightarrow \frac{E_{\infty-V}}{E_{B-V}} = -R_V$.

Pei (1992) propõe a seguinte função para ajustar as curvas empíricas médias de extinção :

$$\frac{E_{\lambda-V}}{E_{B-V}} = a_0 \frac{1 + R_V}{1 + (\lambda/\lambda_B)^2} - R_V, \lambda \geq \lambda_V \quad (1.11)$$

onde $\lambda_B = 0.44\mu m$ e $\lambda_V = 0.55\mu m$.

Através desses ajustes, Pei (1992) obteve os seguintes valores de R_V para Via Láctea, GNM e PNM, respectivamente: 3.08, 3.16 e 2.93. Outra informação importante desse autor é que as razões médias de poeira-gás decrescem no sentido VGP na proporção aproximada de 1 : (1/5) : (1/10). O que parece estar correlacionado com o decréscimo de abundância de elementos pesados nesse mesmo sentido (1 : (1/3) : (1/8)) observado por Lequeux et al. (1977). Isto indica que a razão poeira-metais é aproximadamente constante nessas galáxias.

Podem-se explicar essas variações nas curvas de extinção através de modelos de poeira, com a hipótese de que essas são causadas por diferenças na distribuição de tamanhos e/ou na composição química dos grãos. Pei (1992) aplica um modelo de poeira com uma mistura de grafite e silicatos puros para ajustar as curvas de extinção, e explicar suas variações somente através da variação da razão grafite-silicato do modelo. O uso desse modelo originalmente proposto por Mathis, Rumpl & Nordsiek (1977) e aperfeiçoado por Draine & Lee (1984) é justificado pela boa concordância

deste com observações de extinção interestelar, polarização da luz das estrelas e temperaturas de grafites e silicatos na Via Láctea.

A fig. 1.3, mostra a boa concordância entre os modelos de grãos e as observações, sendo observado um decréscimo na contribuição dos grãos de grafite no sentido VGP. O grafite é o responsável pelo excesso em 2175\AA e os silicatos pelos excessos em $9.7\mu\text{m}$ e $18\mu\text{m}$.

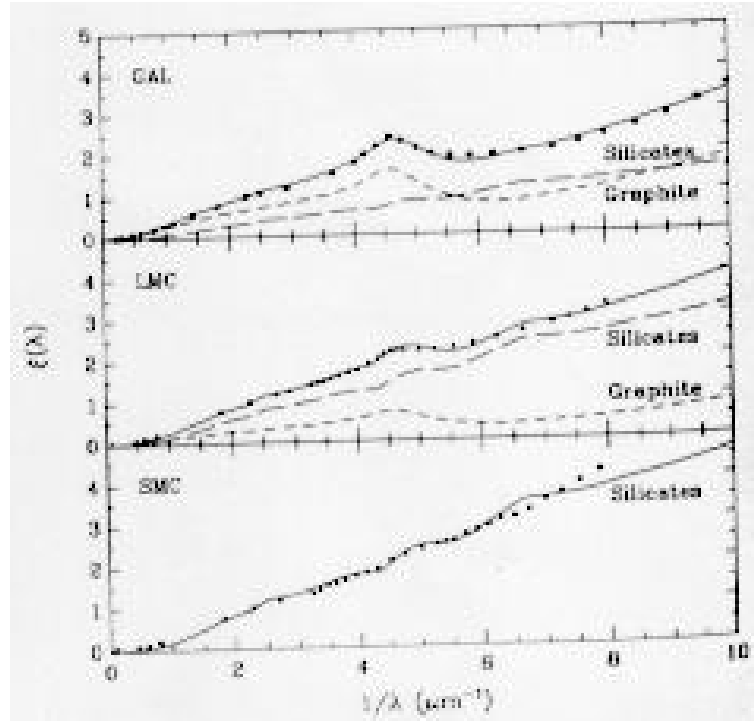


Figura 1.3: Comparações entre modelos de grafite-silicatos e as curvas de extinção empíricas da Via Láctea (GAL), GNM (LMC) e PNM (SMC).

1.4 Leis de Distribuição de extinção galáctica

A extinção é uma quantidade que varia localmente, ou seja, objetos extragaláticos em posições diferentes no céu sofrem extinção diferente que depende do comprimento de onda e da matéria interestelar entre o objeto e o observador.

Portanto, a luz das galáxias sofre vários tipos de extinção, pois ela deve percorrer o meio com sua poeira interna (extinção interna), com a poeira na nossa Galáxia (extinção galáctica) e, para o caso de observação com telescópio terrestre, com a poeira atmosférica (extinção atmosférica).

A extinção atmosférica depende das condições observacionais; mais precisamente da quantidade denominada massa de ar, que representa a quantidade de atmosfera que está sendo atravessada pela luz da galáxia. A massa de ar depende portanto da posição em que o objeto é observado no céu (suas coordenadas equatoriais, a latitude do Observatório, e outros fatores) e é determinada durante o processo de redução das observações (ver seção 4.3.3).

A extinção interna é mais pronunciada em galáxias espirais e geralmente é expressa em função da inclinação dessas galáxias em relação à nossa linha de visada. Até bem pouco tempo se acreditava que galáxias elípticas e lenticulares não possuíam extinção interna, porém atualmente este conceito está mudando. Goudfrooij et al. (1994) evidenciaram a presença de estruturas de poeira usando fotometria com diferentes filtros em galáxias elípticas.

O nosso sistema solar situa-se no disco a aproximadamente 8Kpc do centro da Via Láctea. Com isso, nosso campo de observação, afetado pelos efeitos da poeira da Galáxia, se abre para

todas as direções do plano galático, exceto uma vasta zona chamada Zona de Ocultamento onde a extinção e o efeito de alta concentração de estrelas dificultam muito as observações.

Atualmente astrônomos estão procurando objetos extragaláticos nesta zona em $\lambda = 21cm$, que está na região espectral das ondas de rádio. Este λ é ideal, pois atravessa a Zona de Ocultamento sem perturbação, já que a extinção é mais fraca para comprimentos de onda maiores e as galáxias, sobretudo as espirais, são ricas em gás de HI que emite neste comprimento de onda. Através do projeto DOGS (Dwingeloo Observed Galaxy Search), realizado no rádiotelescópio holandês Dwingeloo, descobriu-se recentemente uma enorme galáxia na direção da Zona de Ocultamento, a Dwingeloo 1 (Kraan-Korteweg 1996). Estudos de tais objetos são importantes na determinação da distribuição de galáxias no Universo, que têm implicações decisivas nas teorias cosmológicas.

Existem vários modelos para a distribuição da extinção galática. Entretanto convém destacar 3 modelos por eles terem sido adotados em catálogos de galáxias:

1. O modelo do "A Revised Shapley-Ames Catalog" de Sandage & Tammann (1981), foi desenvolvido por Sandage (1973) usando cores de galáxias elípticas. Suas observações apontaram para uma ausência de extinção nas capas polares, e essencialmente sua distribuição segue uma lei de cossecante da latitude galáctica, embora ele tivesse ciência que a extinção é irregular e sem dúvida dependia também da longitude galáctica:

$$\begin{aligned} A^0 &= 0^m.132(\csc b - 1), \text{ para } |b| < 50^\circ \\ A^0 &= 0^m, \text{ para } |b| \geq 50^\circ \end{aligned} \quad (1.12)$$

2. O modelo do "Second Reference Catalogue (RC2)" de de Vaucouleurs et al. (1976), baseia-se em muitos dos trabalhos publicados até então. Suas principais conclusões são: (i) a extinção polar $A_B \cong 0.25$ a 0.5 mag derivada de contagens de galáxias é muito alta, (ii) $A_B = 0$ para $|b| \geq 50^\circ$ é uma simplificação contrária à emissão de HI observada sobre as capas polares e à evidência de uma clara razão constante poeira/gás, (iii) e a dependência entre a extinção e a longitude galáctica não pode ser desprezada. De análises de contagens de galáxias feitas nos observatórios Lick e Mt. Wilson, cores de galáxias brilhantes, e razões de emissão ótico/rádio, eles concluíram que a melhor estimativa para a extinção total em B seria $A_B = 0.19$ mag no pólo norte galático e $A_B = 0.21$ mag no pólo sul galático, e que a extinção na direção das coordenadas galáticas ℓ , b seria dada pelas seguintes expressões:

$$\begin{aligned} A_B &= 0.19(1 + S_N \cos b) |C| \quad (b > 0) \\ A_B &= 0.21(1 + S_S \cos b) |C| \quad (b < 0) \end{aligned} \quad (1.13)$$

onde

$$\begin{aligned} S_N(\ell) &= 0.1948 \cos \ell + 0.0725 \sin \ell + 0.1168 \cos 2\ell \\ &\quad - 0.0921 \sin 2\ell + 0.1147 \cos 3\ell + 0.0784 \sin 3\ell \\ &\quad + 0.0479 \cos 4\ell + 0.0847 \sin 4\ell \\ S_S(\ell) &= 0.2090 \cos \ell - 0.0133 \sin \ell + 0.1719 \cos 2\ell \\ &\quad - 0.0214 \sin 2\ell - 0.1071 \cos 3\ell - 0.0014 \sin 3\ell \\ &\quad + 0.0681 \cos 4\ell + 0.0519 \sin 4\ell \\ C &= \csc [b - b_0(\ell)] = \csc(b + 0^\circ.25 - 1^\circ.7 \sin \ell \\ &\quad - 1^\circ.0 \cos 3\ell) \end{aligned}$$

3. O modelo adotado no "Third Reference Catalogue of Bright Galaxies (RC3)" de de Vaucoulers et al. (1991) e "ESOLV" de Lauberts et al. (1989) foi desenvolvido por Burstein & Heiles (1978b,1982) após uma série de artigos publicados anteriormente onde as principais conclusões são: (i) a extinção é irregular e não pode ser modelada como uma função das coordenadas galáticas, sendo que a sua determinação deve ser feita através de indicadores de extinção também com distribuição irregular que seriam a contagem de galáxias e a densidade de coluna de HI (Burstein & Heiles 1978a); (ii) a extinção só pode ser obtida com boa precisão se forem usados juntos os dados de contagem de galáxias e de densidade de coluna de HI; a extinção nos pólos galáticos é muito irregular e baixa, sendo que ela é maior no pólo galático sul do que no norte (Burstein & Heiles 1978b); (iii) e através da análise de dados posteriores de fotometria e polarização obteve-se que o avermelhamento é de $A_B = 0.04$ mag para o pólo galático norte e $A_B = 0.08$ mag para o pólo galático sul (Burstein & Heiles 1982). Sendo assim, foram utilizadas as contagens de galáxias de Shane & Wirtanen (1967), expressas na quantidade N_{gal} , e um survey de densidade de coluna de HI galático de Heiles (1975) e/ ou Heiles & Cleary (1979) para obter-se a extinção através de um sistema de equações de Burstein & Heiles (1978b), que contempla as diferentes condições de disponibilidade de dados:

a) Por não dispor de contagens de galáxias para declinações abaixo de -23° , assumindo-se uma razão gás-poeira constante, estima-se o avermelhamento para declinações $\delta \leq -23^\circ$ e $|b| \leq 65^\circ$ utilizando-se os valores de densidades de coluna de HI (N_H) na equação abaixo:

$$E(B - V) = z_1 + z_2 N_H \quad (1.14)$$

onde $z_1 = -0.055 \pm 0.006$ e $z_2 = (0.443 \pm 0.018) \times 10^{-3}$.

b) Para $|b| \geq 65^\circ$, as densidades de coluna de HI são relativamente baixas e as variações aparentes na razão gás de HI/poeira são pequenas. Neste caso é usada a equação 1.15 que corrige por variação na razão gás/poeira quando este fator de correção é nulo.

$$E(B - V) = x_1 + x_2 N_H \quad (1.15)$$

onde $x_1 = -0.0372 \pm 0.0058$ e $x_2 = (0.357 \pm 0.020) \times 10^{-3}$.

c) Para $10^\circ < |b| < 65^\circ$ e $\delta > -23^\circ$, adota-se a equação geral 1.16 que leva em conta a relação entre HI, contagens de galáxias e avermelhamento:

$$E(B - V) = -0.0171 + 0.399 \times 10^{-3} N_H + 0.140 \times 10^{-6} N_H^2 - 0.126 \times 10^{-3} N_H (\log N_{gal}) \quad (1.16)$$

Nesta equação N_H é a densidade de coluna de HI onde está o objeto e N_{gal} é o número de galáxias por grau quadrado dentro de uma área de 13 graus quadrados centrada no objeto. Convém notar que esta equação independe da latitude e da longitude galáticas.

Mapas isofotais de avermelhamento são apresentados em (Burstein & Heiles 1982). Na Figura 1.4 mostra-se a distribuição da extinção galática para o hemisfério sul galático através de isofotas de extinção traçadas a partir dos valores de extinção atribuídos pelo modelo de Burstein & Heiles às galáxias do RC3.

Na tabela 1.1 são mostrados os valores de excesso $E(B-V)$ causados por nossa Galáxia na direção das Nuvens de Magalhães, segundo os três modelos vistos anteriormente.

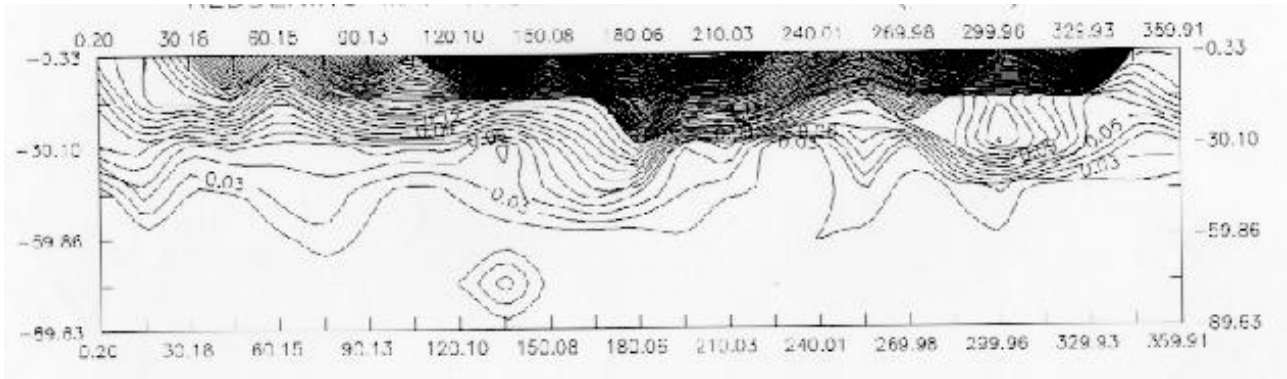


Figura 1.4: Distribuição de extinção galáctica para o Hemisfério Sul celeste obtida a partir das galáxias do RC3, segundo o modelo de Burstein & Heiles.

	GNM	PNM
$E(B-V)_{ST}$	0.028	0.015
$E(B-V)_{RC2}$	0.108	0.088
$E(B-V)_{BH}$	0.065	0.043

Tabela 1.1: Valores de avermelhamento para a GNM e PNM, segundo os modelos de ST, RC2 e BH

1.5 Distribuição da extinção nas Nuvens de Magalhães

As Nuvens de Magalhães (ver Fig. 1.5), Grande Nuvem de Magalhães (GNM) e Pequena Nuvem de Magalhães (PNM), são duas galáxias satélites da Via Láctea. Devido à proximidade (a GNM e a PNM distam respectivamente 50Kpc e 60Kpc de distância do Sol) elas cobrem uma fração significativa do céu. Seus diâmetros projetados no céu são de: 24° GNM, 7° PNM e 5° para região entre as Nuvens. Tal fato levou muitos pesquisadores a estudarem as suas propriedades gerais, sua evolução química e cinemática, o conteúdo do meio interestelar e os objetos a ela pertencentes como: estrelas, aglomerados de estrelas, associações e regiões HII). Westerlund (1990) realizou uma excelente revisão sobre as Nuvens de Magalhães, a qual contém referências básicas sobre distâncias e diâmetros das Nuvens, além de referências a estudos detalhados sobre a evolução, a estrutura e a composição das Nuvens.

Foram feitos muitos trabalhos também para determinar a extinção galáctica (Via Láctea) média especificamente nesta região. Recentemente Oestreicher et al. (1995) mapearam a distribuição do avermelhamento galáctico usando fotometria UBV em 1503 estrelas na frente da GNM, obtendo um avermelhamento médio de $E(B-V)=0^m.06 \pm 0^m.02$ que concorda com valores obtidos anteriormente, como pode ser visto na tab.1.2 extraída de Oestreicher et al. (1995).

Para a PNM, pode-se estimar um avermelhamento galáctico médio de $E(B-V)=0.033$ tomando como base valores de avermelhamento obtidos por meio de diagramas HR de aglomerados situados

Autor	Método	$\overline{E(B-V)}$
Feast et al.	UBV, tipo MK	0.07 ± 0.04
Sanduleak & Philip (1968)	BV, tipo MK	0.065
Dachs (1972)	UBV	0.07
Brunet (1975)	UBV, tipo MK	0.07 ± 0.01
Mc Namara & Fetz (1980)	uvby	0.034
Goehermann et al. (1989)	VBLUW	0.08 ± 0.01
Schwering & Israel (1991)	HI	0.10 ± 0.01

Tabela 1.2: Valores médios de avermelhamento galáctico na direção da GNM encontrados na literatura

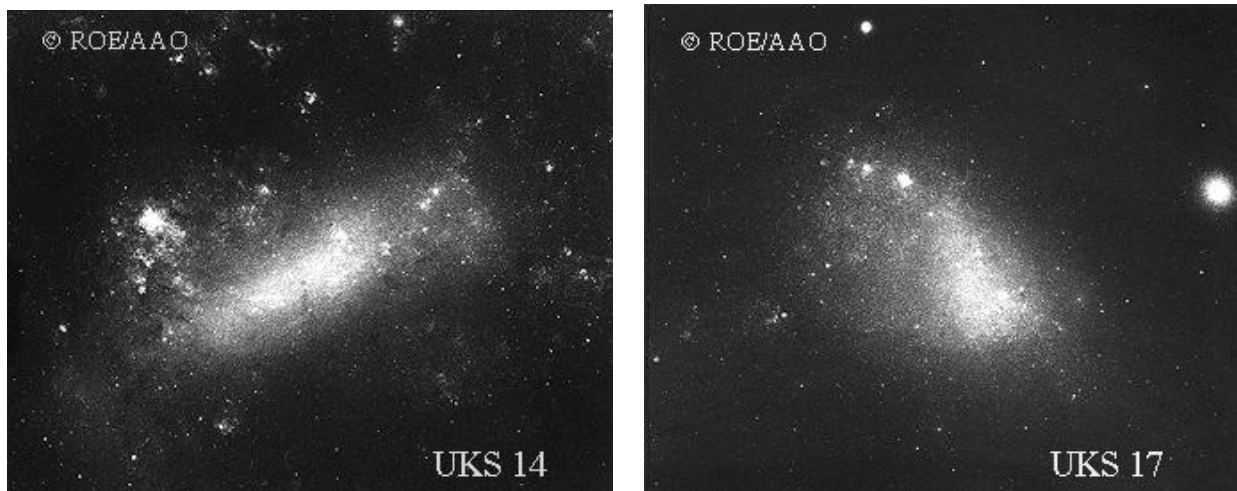


Figura 1.5: Imagens da GNM e da PNM tomadas com telescópio Schmidt UKST do ROE/AAO

em partes externas da Pequena Nuvem de Magalhães como K3, L1 e NGC121 (Westerlund 1990).

Oestreicher & Schmidt-Kaler (1996) determinaram a distribuição interna da poeira na GNM, sendo a distribuição ajustada por um modelo de dois tipos de nuvens de poeira (pequenas e grandes). As grandes e as pequenas nuvens de poeira possuem avermelhamento médio de $0^m.40 \pm 0^m.10$ e $0^m.04 \pm 0^m.01$ respectivamente. Sendo que o número de pequenas nuvens de poeira na linha de visada em comparação com as grandes é maior do que na Via Láctea: 45 ± 10 na GNM contra 9 ± 1 na Galáxia.

Uma ressalva que deve ser feita com relação a estes trabalhos é a precisão dos métodos empregados para separar as amostras de estrelas da Galáxia e das Nuvens.

O estudo de objetos extragalácticos na região das Nuvens necessita além do conhecimento da extinção galáctica, também da extinção sofrida pela poeira existente nas Nuvens ao longo da linha de visada do objeto. Muitos pesquisadores procuraram determinar esta soma de extinções utilizando como método principal contagens de galáxias de "fundo", como: Hodge (1974), MacGillivray (1975) e Wesselink (1961) para PNM, e Gurwell & Hodge (1990) para GNM. Este método consiste em contar galáxias em células de áreas iguais dentro e fora (campo de comparação) da região em que se quer estimar o avermelhamento. Espera-se encontrar maior deficiência na densidade de galáxias em áreas de maior avermelhamento.

1.6 O Presente Estudo

Pelo que foi discutido nas seções anteriores, a literatura não é extensiva e conclusiva quanto à distribuição da extinção (galáctica + Nuvens) e a seus valores absolutos na direção das Nuvens. Atualmente somente os modelos de extinção galáctica, principalmente o de Burstein & Heiles, têm sido usados na correção por extinção devida ao meio interestelar para galáxias nessa direção, sendo o restante da extinção atribuído à extinção interna das próprias galáxias. Um dos principais objetivos do presente estudo é esclarecer a contribuição originada nas Nuvens, separando-a da que é causada pela Via Láctea. Além disso, os números advindos dos estudos de simples contagens de galáxias em comparação com o número de galáxias atualmente catalogadas na literatura na Região das Nuvens revelam que se tem investigado muito pouco as propriedades de galáxias individuais atrás das Nuvens.

Através do presente estudo procura-se ampliar o conhecimento sobre o número e propriedades das galáxias atrás da Pequena Nuvem de Magalhães, construindo-se um catálogo de galáxias de fundo que abrange a área delimitada pelas placas Schmidt J (banda B) e R números 28, 29, 30 50, 51

e 52 do ESO/SERC, o qual denominou-se de Catálogo de Galáxias na direção da Pequena Nuvem de Magalhães (CGPNM). Tal catálogo além de unificar a informação sobre galáxias previamente catalogadas e suas propriedades em diferentes fontes da literatura, também apresenta uma grande quantidade de novas galáxias que ampliarão as opções para o estudo de galáxias individuais. O CGPNM é descrito no Capítulo 2 e apresentado no Apêndice F.

Outro objetivo é aplicar método de contagens de galáxias para Pequena Nuvem de Magalhães utilizando-se as galáxias contidas no CGPNM, com o intuito de obter resultados mais conclusivos que os de trabalhos anteriores. São obtidos valores relativos de avermelhamento em relação a região de controle para cada célula definida na região da PNM, a partir de uma lei de distribuição uniforme das galáxias de "fundo". A aplicação desse método bem como a obtenção da distribuição de extinção na PNM é descrita no Capítulo 3.

Nos trabalhos anteriores sobre leis de distribuição de extinção galáctica (seção 1.4) foi assumido o caráter irregular dessa distribuição. Porém não basta apenas detectar esta propriedade, mas é necessário também criar ferramentas para corrigir a extinção com o máximo de precisão. De leis como a da cossecante evoluiu-se para leis que assimilavam a inomogeneidade, como as formuladas por Burstein & Heiles nos seus trabalhos. No entanto especificamente para a região das Nuvens, a aplicação de somente o modelo de Burstein & Heiles (que atualmente é o mais utilizado) para as galáxias de "fundo" pode ser deficiente por não considerar a extinção provocada pelas Nuvens de Magalhães. Tendo em conta este problema, outro objetivo desse estudo é o de apresentar um método espectroscópico, que possibilite o mapeamento da extinção complementando e verificando os resultados do método derivado de contagens. Tal método utiliza para determinar a extinção a comparação de espectros médios (templates) de galáxias desavermelhadas com espectros de uma amostra de galáxias bem distribuídas ao longo da linha de visada na direção das Nuvens. O método espectroscópico é descrito e aplicado no Capítulo 4.

Finalmente, as conclusões e as perspectivas futuras decorrentes do presente trabalho são apresentadas no Capítulo 5.

Capítulo 2

Catálogo de galáxias na direção da Pequena Nuvem de Magalhães

2.1 Introdução

As primeiras tentativas de catalogar sistematicamente galáxias que estão atrás da Pequena Nuvem foram feitas por Hodge & Snow (1975) e Hodge (1977) utilizando placas fotográficas Curtis-Schmidt. Estes trabalhos são revisados nesta dissertação. Catálogos atuais de galáxias brilhantes como o "Catalogue of Principal Galaxies" (PGC) cobrem superficialmente a região, ou um profundo como o APM (Loveday, 1996) não cobre as Nuvens. A dificuldade em se catalogar objetos extragalácticos nesta área se deve à alta densidade de estrelas, presença de objetos extensos das Nuvens como Regiões III e aglomerados, e possivelmente a uma certa quantidade de avermelhamento, o que será discutido no capítulo 3. Portanto através da construção desse catálogo procura-se suprir a carência de catálogos de "galáxias de fundo" da Pequena Nuvem de Magalhães (PNM) e estimar o avermelhamento pelo método de contagens de galáxias.

2.2 Unificação dos catálogos existentes

Foi realizada uma busca sistemática de galáxias catalogadas na região compreendida pelas placas 28, 29, 30, 50, 51 e 52 do ESO/SERC (Apêndice D) nos diferentes catálogos da literatura com coordenadas precisas que apesar de não serem específicos para a PNM apresentavam galáxias na região. Nesse sentido a principal fonte foi o PGC. Outros catálogos utilizados foram os de galáxias peculiares de Arp & Madore (1987) e o de galáxias anãs de Feitzinger & Galinski (1985). Estes estão listados juntamente com o número de galáxias que estes possuem na região na Tabela 2.1.

Catálogo	Autor	Contribuição a.c.	Contribuição d.c.
NGC	Dreyer(1888)	5	5
IC	Dreyer(1895)	2	2
ESO	Lauberts(1982,1989)	103	67
FAIR	Fairall(1977-1988)	12	7
IRAS	Point Source Catalog(1987)	2	2
LEDA	Lyon Extragalatic Database	4	2
FG	Feitzinger & Galinski(1985)	5	3
AM	Arp & Madore (1987)	59	32
PGC	Paturel <i>et al.</i> (1989)	121	12

Tabela 2.1: Lista de catálogos contidos na unificação, mostrando as diferentes contribuições antes do cruzamento (a.c.) e depois do cruzamento (d.c.)

Também foram somados a esta lista de objetos conhecidos, um conjunto de objetos que previamente estavam classificados como aglomerados de estrelas ou outros objetos das Nuvens na literatura, e que Bica & Schmidt (1995) verificaram serem galáxias ou fortes candidatas a tanto.

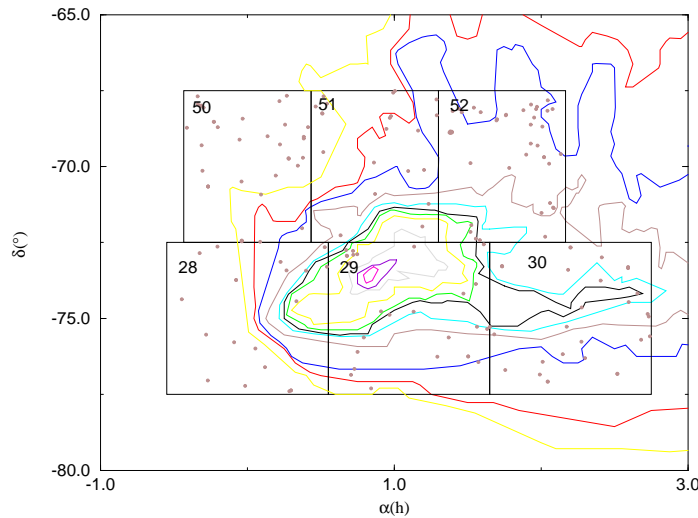


Figura 2.1: Distribuição das galáxias do catálogo unificado superposta à distribuição de HI da PNM de Mathewson & Ford (1984)

Para fazer a unificação foram construídos mapas de identificação em escala com as placas do ESO/SERC, através da rotina SKYMAP do IRAF (Apêndice E). Nestes mapas foram graficadas as estrelas do Catálogo de estrelas guia - GSC (Apêndice A) e as galáxias dos diferentes catálogos com diferentes símbolos. E a partir daí o cruzamento foi feito sobre as placas do ESO/SERC. As contribuições dos diferentes catálogos após o cruzamento de dados são mostradas na Tabela 2.1. A verificação desse cruzamento pode ser feita no catálogo final, ver apêndice F.

Finalmente, obtém-se um catálogo unificado com um total de 183 galáxias conhecidas da literatura na direção da PNM. Na figura 2.1 mostram-se as galáxias desse catálogo graficadas contra a distribuição de densidade de coluna de HI para a PNM obtida de Mathewson & Ford (1984). Nota-se o baixo número de galáxias catalogadas para uma região tão vasta, e além disso convém destacar o pequeno número de galáxias na região central da PNM.

2.3 Revisão de Hodge & Snow (1975) e Hodge (1977)

Usando as galáxias do catálogo unificado em conjunto com as estrelas do GSC gerou-se novos mapas de identificação que serviram de base: (i) para corrigir as coordenadas da lista das 30 galáxias com magnitude $V \leq 15$ de Hodge & Snow (1975), (ii) para obter as coordenadas das galáxias localizadas em Hodge (1977) e (iii) para identificar novas galáxias.

As 30 galáxias de Hodge & Snow (1975) tiveram suas coordenadas precessionadas para J2000.0 e plotadas nos mapas de identificação a fim de obter melhores coordenadas e fazer cruzamento com as galáxias conhecidas. Tal cruzamento pode ser constatado no catálogo final, ver apêndice F.

Hodge (1977) localizou galáxias de "fundo" em 60 placas que compõem o Atlas Fotográfico da Pequena Nuvem de Magalhães de Hodge & Wright (1977). Um total de 3003 imagens de galáxias com $V \leq 18$ foram marcadas em um conjunto de cartas de identificação correspondentes às placas. Desse total, 283 eram imagens de galáxias identificadas com magnitudes $V \leq 15$, com 119 delas apresentando múltiplas entradas por causa da superposição de placas. Sendo assim as galáxias de Hodge (1977) foram divididas em dois grupos, sendo que ambos necessitavam a determinação de coordenadas: (i) as galáxias com $V \leq 15$ denominadas com nomes que especificavam o número da placa em que se localizavam e o número de ordem dentro da placa; e (ii) as galáxias com $V \leq 18$

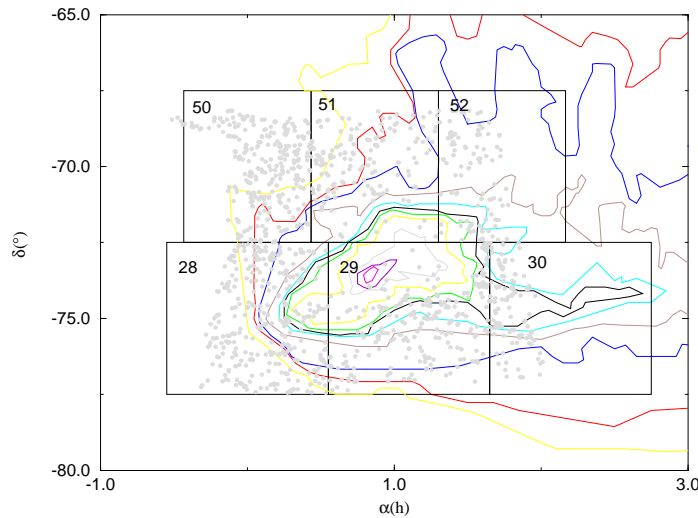


Figura 2.2: Distribuição das galáxias resultantes da revisão de Hodge (1977) e as de Hodge & Snow (1975) superposta à distribuição de HI da PNM de Mathewson & Ford (1984)

que foram apenas marcadas por Hodge nas cartas de identificação, não possuindo nome.

Após verificar zonas de bordo em superposição das cartas de Hodge (1977) e determinar sem ambiguidades as galáxias registradas neste trabalho, partiu-se para a determinação das suas coordenadas.

As posições deste objetos foram obtidas utilizando: (i) O Atlas Fotográfico na banda B da PNM de Hodge & Wright (1977), (ii) as cartas de identificação de Hodge (1977), (iii) os mapas de identificação gerados contendo as galáxias conhecidas da região e as estrelas do GSC (Apêndice A) e (iv) um atlas de imagens digitalizadas produzidas utilizando o "Digitized Sky Survey" (DSS), Apêndice B. Devido à razoável abrangência de Hodge (1977), durante a localização e obtenção das coordenadas das galáxias contidas em suas cartas de identificação foram encontradas novas galáxias as quais tiveram suas coordenadas determinadas usando a mesma sistemática adotada para as galáxias de Hodge (1977). Tal sistemática será explicada na próxima seção.

Na Figura 2.2, mostram-se as 1237 galáxias resultantes da revisão de Hodge & Snow (1975) e Hodge (1977) plotadas contra a distribuição de densidade de coluna de HI para a PNM obtida de Mathewson & Ford (1984). Nota-se que agora, além de existir um número maior de objetos, também a região central está muito mais povoada.

As galáxias de Hodge (1977) que possuíam denominação ($V \leq 15$) foram plotadas nos mapas de identificação a fim de serem cruzadas com as galáxias já conhecidas. O resultado deste cruzamento pode ser evidenciado no catálogo final, apêndice F.

Durante todo este processo de revisão obteve-se uma série de objetos que antes se pensava serem galáxias, ou de classificação duvidosa que após este estudo resultaram claramente como não sendo galáxias. Sendo assim, na Tabela 2.2 mostra-se a lista de objetos anteriores excluídos no presente catálogo.

As 60 placas de Hodge & Wright (1977) estão contidas dentro da região coberta pelas 6 placas do ESO/SERC que delimitam a nossa área de estudo, por isso foi realizada uma busca extra de novas galáxias na região externa às placas de Hodge & Wright (1977) e internas às 6 placas do ESO/SERC que foram utilizadas. Suas coordenadas foram obtidas usando o mesmo procedimento adotado para as galáxias novas internas às placas de Hodge & Wright (1977).

Na Figura 2.3, mostra-se o número total de 1655 novas galáxias obtidas nas regiões internas e externas as placas de Hodge & Wright (1977) plotadas contra a distribuição de densidade de coluna

Objeto	Classificação
SH11	Aglomerado de estrelas
SH12	Aglomerado de estrelas
SH13	Aglomerado de estrelas
SH14	Aglomerado de estrelas
SH17	asterismo
SH18	região HII
H14-3	Aglomerado de estrelas
H45-7	estrela
AM2356-714	Aglomerado de estrelas

Tabela 2.2: Lista de objetos excluídos

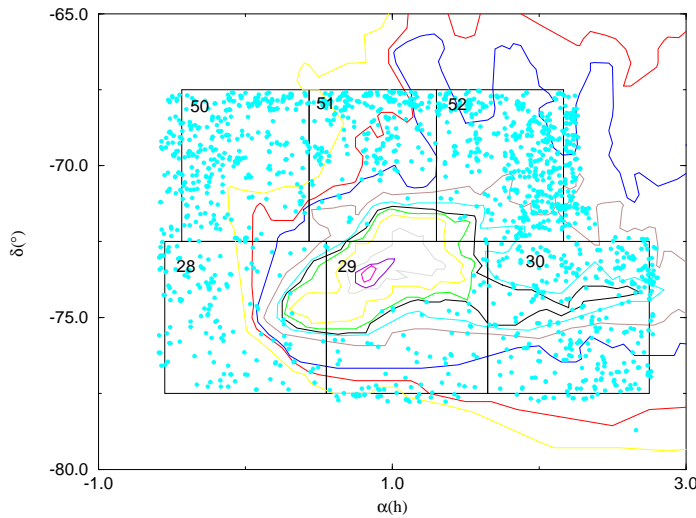


Figura 2.3: Distribuição das galáxias novas superposta à distribuição de HI da PNM de Mathewson & Ford (1984)

de HI para a PNM obtida de Mathewson & Ford (1984). Nota-se que regiões mais externas estão superpovoadas de galáxias e a região central ainda apresenta uma certa deficiência no número de galáxias.

Como um sumário desta seção apresentam-se na Figura 2.4, os diferentes estágios mostrados nas figuras anteriores, acrescidos de um gráfico que mostra a distribuição total das 3037 galáxias projetadas na região da PNM contidas nas placas 28, 29, 30, 50, 51 e 52 do ESO/SERC e que constituem o Catálogo de Galáxias na direção da Pequena Nuvem de Magalhães (CGPNM).

2.4 Obtenção dos dados sobre as galáxias

2.4.1 Coordenadas

Primeiramente, as superposições existentes nas cartas de identificação de Hodge (1977) foram determinadas reconhecendo-se regiões no Atlas Fotográfico da Pequena Nuvem de Hodge & Wright(1977) e nas placas do ESO/SERC com o auxílio de transparências dos mapas de identificação do GSC e das imagens digitalizadas do DSS, garantindo assim a unicidade na identificação.

Além das galáxias com $V \leq 15$ que já apareciam com mais de um nome na lista de Hodge (1977) por estarem em mais de um placa, encontramos mais algumas galáxias nessas condições utilizando

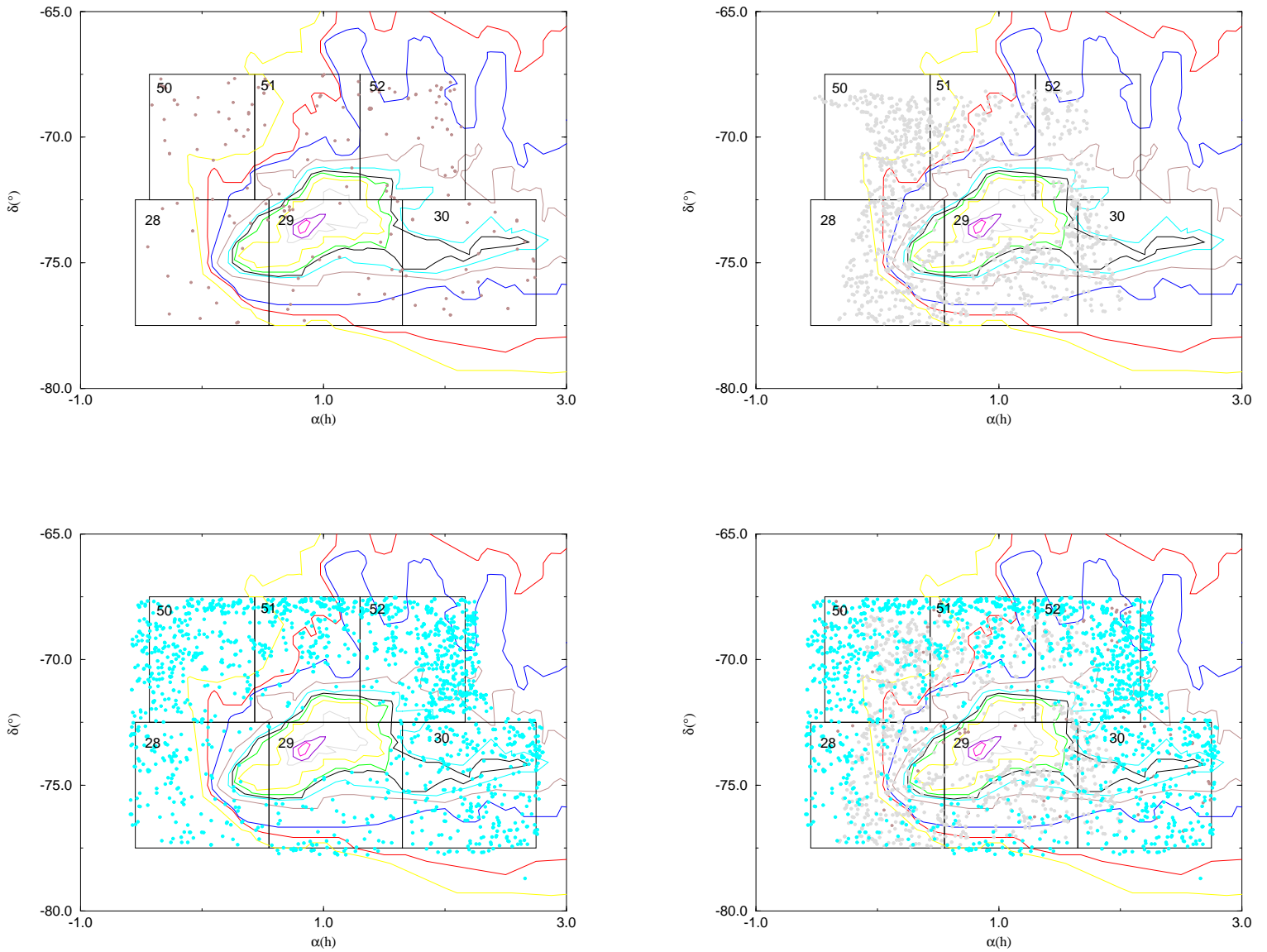


Figura 2.4: Quadro mostrando os diferentes estágios de povoamento até o catálogo final de galáxias da região da PNM compreendida pelas placas 28, 29, 30, 50, 51 e 52 do ESO/SERC

este método. A obtenção das coordenadas das galáxias de Hodge (1977) se deu em duas etapas.

Na primeira, comparando-se as cartas de identificação, com o atlas fotográfico e as placas do ESO/SERC, com o auxílio dos mapas GSC; obtiveram-se coordenadas aproximadas para as galáxias com $V < 15$, marcando-as nas transparências dos mapas de identificação do GSC. Posteriormente estas coordenadas parciais foram determinadas utilizando-se o modo iterativo do SKYMAP, que exhibe as coordenadas equatoriais do locus para onde aponta o cursor.

Estas galáxias foram então incluídas em um novo conjunto de mapas de identificação GSC. Numa segunda etapa utilizaram-se os mapas de identificação GSC em formas de transparências superpostas às placas do ESO/SERC e às cartas de identificação em escala com as imagens digitalizadas do DSS, na localização nas imagens do DSS das galáxias conhecidas, das galáxias de Hodge & Snow (1975), das galáxias de Hodge (1977) e das novas galáxias. Após essa etapa, já dispunhamos de todas as galáxias com coordenadas a determinar localizadas em alguma das imagens digitalizadas do DSS. Essas imagens possuem uma grade de coordenadas J2000.0, e as mesmas foram obtidas diretamente através de interpolação. Sendo assim, todas as coordenadas do catálogo são apresentadas para a precessão J2000 (J indica ano Juliano). A precisão na leitura das coordenadas são: $\alpha = 2$ segundos de tempo e $\delta = 9$ segundos de arco.

Pode-se estimar a precisão das coordenadas das galáxias obtidas pelo método utilizado nesse trabalho através da determinação de coordenadas pelo mesmo para uma série de galáxias anteriormente catalogadas e com coordenadas precisas Utilizou-se uma amostra de 35 galáxias previamente catalogadas, obtendo-se um erro médio de $\epsilon_\alpha = 6$ segundos de tempo e $\epsilon_\delta = 24$ segundos de arco.

2.4.2 Diâmetros aparentes maior e menor

Os diâmetros maior e menor foram obtidos através de medidas nas placas J # 29, 30, 50, 51 e 52 do ESO/SERC usando uma lente de aumento $7\times$ graduada, com precisão de 0,025mm na leitura, correspondendo a 1.7 segundos de arco no céu. Na Figura 2.5, comparam-se as medidas obtidas neste trabalho com os diâmetros do ESO-Uppsala. Na placa # 28, as medidas foram realizadas na banda R, já que não se dispunha da placa J(banda B). No entanto usaram-se áreas de superposição com outras placas que possuíam as 2 bandas para verificarmos que as medidas não estavam sendo significativamente afetadas por esta diferença.

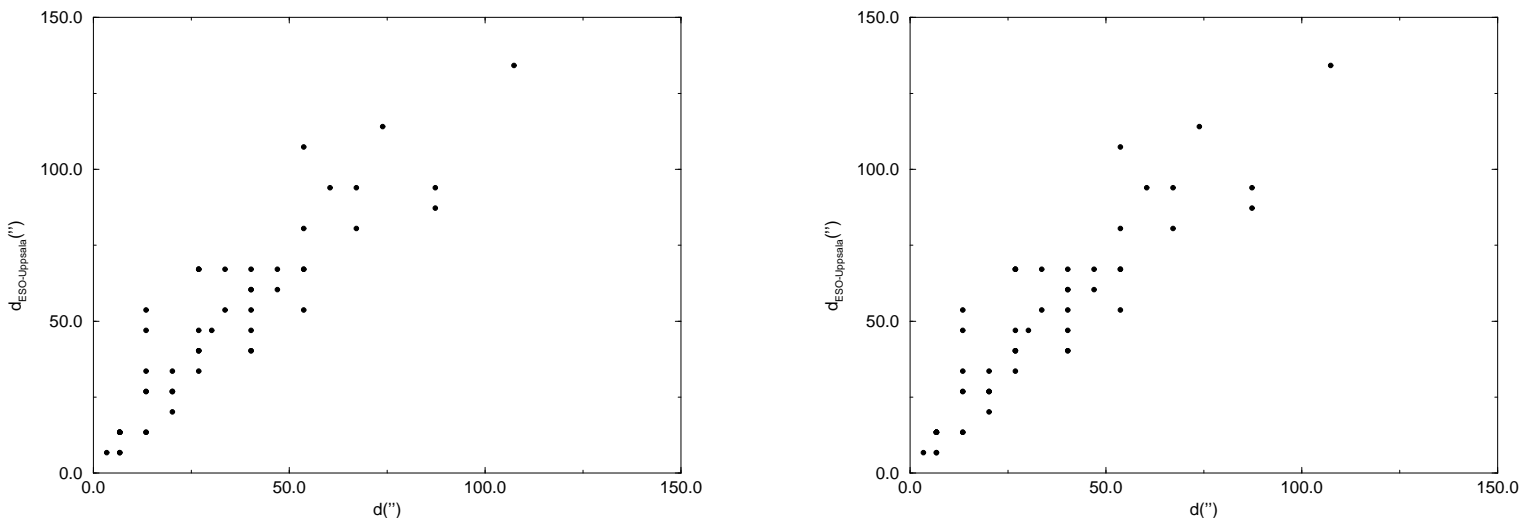


Figura 2.5: Comparação dos valores de diâmetros maiores (à esquerda) e menores (à direita) medidos e os catalogados no ESO-Uppsala

2.4.3 Ângulo de posição

Obtivemos ângulos de posição ($N=0^\circ$, $E=90^\circ$) para todas as galáxias através de medidas sobre as placas J do ESO/SERC (exceto placa 28), usando a lente com aumento $7\times$ graduada, com precisão de leitura de 2.5° . Na Figura 2.6, comparam-se nossas medidas com os ângulos de posição do ESO-LV, os quais foram lá obtidos a partir da orientação do eixo maior de isofotas. Verifica-se uma boa correlação entre as medidas, garantindo assim a confiabilidade de nossas medidas, dentro da precisão esperada na leitura dos ângulos.

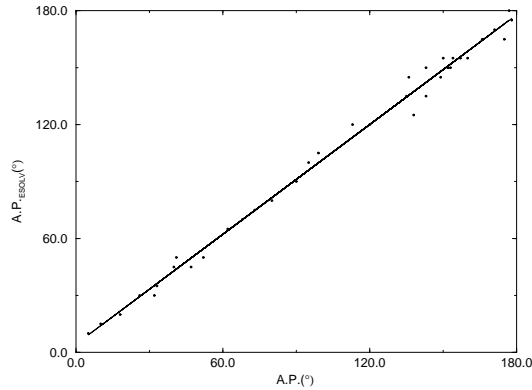


Figura 2.6: Comparação dos valores de ângulos de posição medidos e os catalogados no ESO-Uppsala

2.4.4 Tipo Morfológico

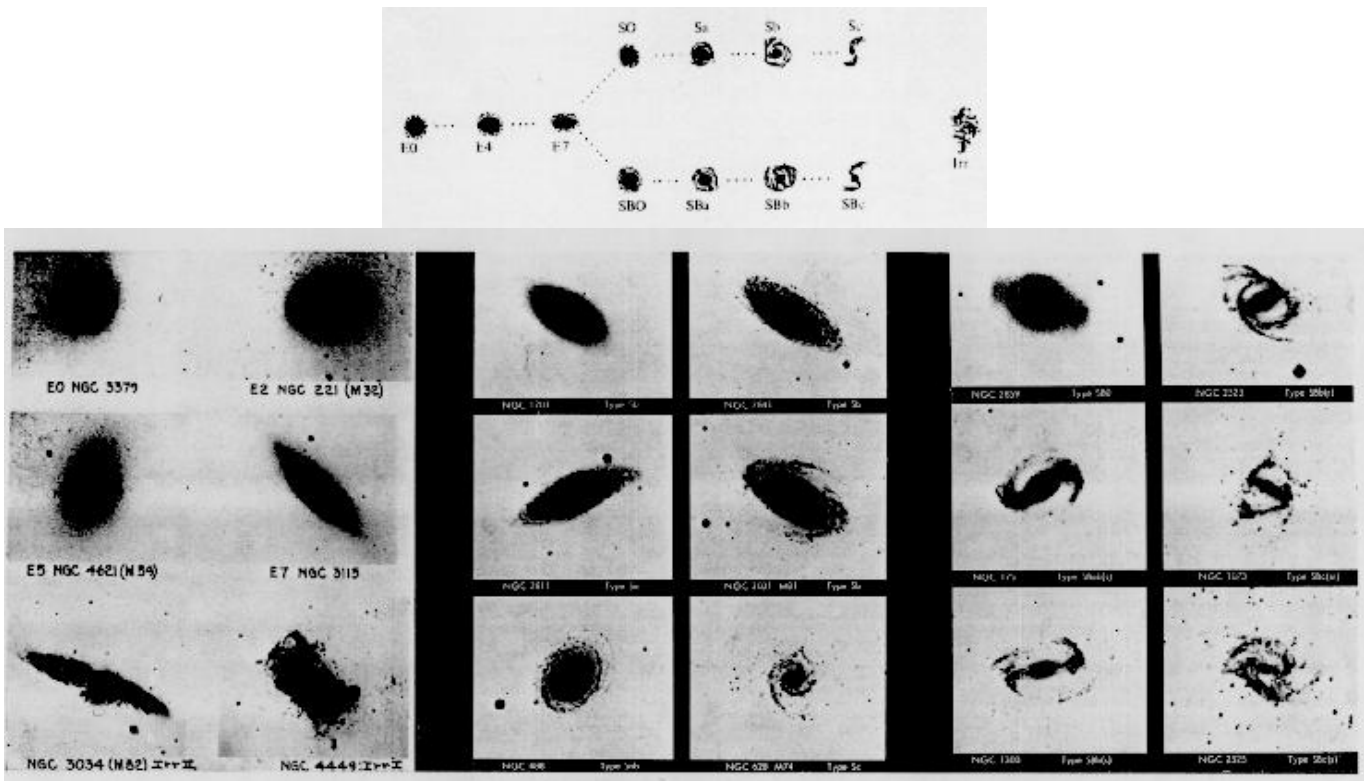


Figura 2.7: Diagrama esquemático da sequência de Hubble (acima) e exemplos de imagens fotográficas de galáxias ao longo da sequência de Hubble

Adotou-se o sistema tradicional proposto por Hubble, ver Figura 2.7, para classificar as galáxias de Hodge & Snow (1975) e Hodge (1977), assim como as novas galáxias. Para as galáxias catalogadas também estimou-se o tipo verificando sua compatibilidade com os catalogados, porém neste caso adotaram-se os dados catalogados. Na verdade a identificação do tipo morfológico torna-se difícil devido às diferentes projeções das galáxias no céu.

Estima-se que para galáxias até magnitude $B_T=16$ os tipos morfológicos estejam bem determinados, para magnitudes $16 < B_T < 18$ boas estimativas dependem de fatores de projeção mencionados anteriormente, e para magnitudes $B_T \geq 18$ só foi possível distinguir entre tipo tardio (S) e cedo (E). Na Figura 2.8, mostram-se uma série de imagens DSS de galáxias classificadas morfológicamente neste catálogo.

2.5 Estudo da Magnitude Limite

Escolheu-se como sistema padrão de magnitudes o adotado pelo catálogo ESO-LV para determinar a magnitude limite, que como pode-se notar pela Figura 2.9 tem uma excelente concordância com o PGC (catálogo que conta com um número maior de objetos), já que ambos seguem o sistema de calibração Johnson e na região de interesse possuem galáxias cujas magnitudes se estendem até a magnitude azul de 18.0. Devido a homogeneidade das placas do ESO/SERC por terem sido tomadas em condições similares, que pode ser verificada através dos campos de superposição entre as placas, espera-se que ao determinar a magnitude limite do catálogo na placa 52 do ESO/SERC por intermédio das galáxias ESO-LV e de galáxias débeis do catálogo seja obtida a magnitude limite do catálogo na região de interesse.

Pretende-se determinar a magnitude limite do catálogo no sistema calibrado através: (i) de uma curva de calibração para galáxias ESO-LV contidas na placa 52 do ESO/SERC entre as suas magnitudes ESO-LV (B_T) e as magnitudes COSMOS (B_{COSMOS}), as quais são magnitudes instrumentais obtidas por PDS de imagens digitalizadas de placas fotográficas ver apêndice C, e (ii) da determinação da magnitude limite média B_{COSMOS} atingida por uma amostra de galáxias débeis contidas na placa 52 do ESO/SERC.

A razão de construir essa amostra na placa 52 do ESO/SERC se deve a necessidade de calibrar os valores de magnitude B_{COSMOS} e ao fato de termos um número maior de galáxias do catálogo "The Surface Photometry Catalogue of the ESO-Uppsala Galaxies" de Lauberts & Valentijn (1989), ou ESO-LV, contidas nesta placa para calibração do que nas outras placas do ESO/SERC que compõem a região de interesse. A magnitude B_T do ESO-LV constitui uma integração em magnitude B até a isofota mais fraca da galáxia, sendo que a partir da magnitude superficial $\mu_B = 25$ é assumido que a curva cai monotonicamente.

Para as galáxias catalogadas no ESO-LV contidas na placa 52 do ESO/SERC foram obtidas também magnitudes B_{COSMOS} (Tabela 2.3) e determinada uma curva de calibração a qual é mostrada na Figura 2.10.

Através de mínimos quadrados obteve-se a seguinte curva de calibração:

$$B_T = 0.84B_{COSMOS} + 2.18 \quad (2.1)$$

Ao longo da obtenção de coordenadas das galáxias com $V \leq 18$ de Hodge (1977) e a identificação de novas galáxias na placa 52 do ESO/SERC, selecionou-se galáxias as quais se entendia como limites de magnitude.

Utilizando o COSMOS (Apêndice C) determinou-se a magnitude B_{COSMOS} para cada galáxia contida nessa amostra de galáxias de magnitude limite. Na Tabela 2.4, mostra-se a amostra com a magnitude B_{COSMOS} obtida.

Determinou-se a magnitude limite: (i) calculando um valor médio da magnitude instrumental B_{COSMOS} da amostra de galáxias de magnitude limite; e (ii) submetendo este valor a curva de

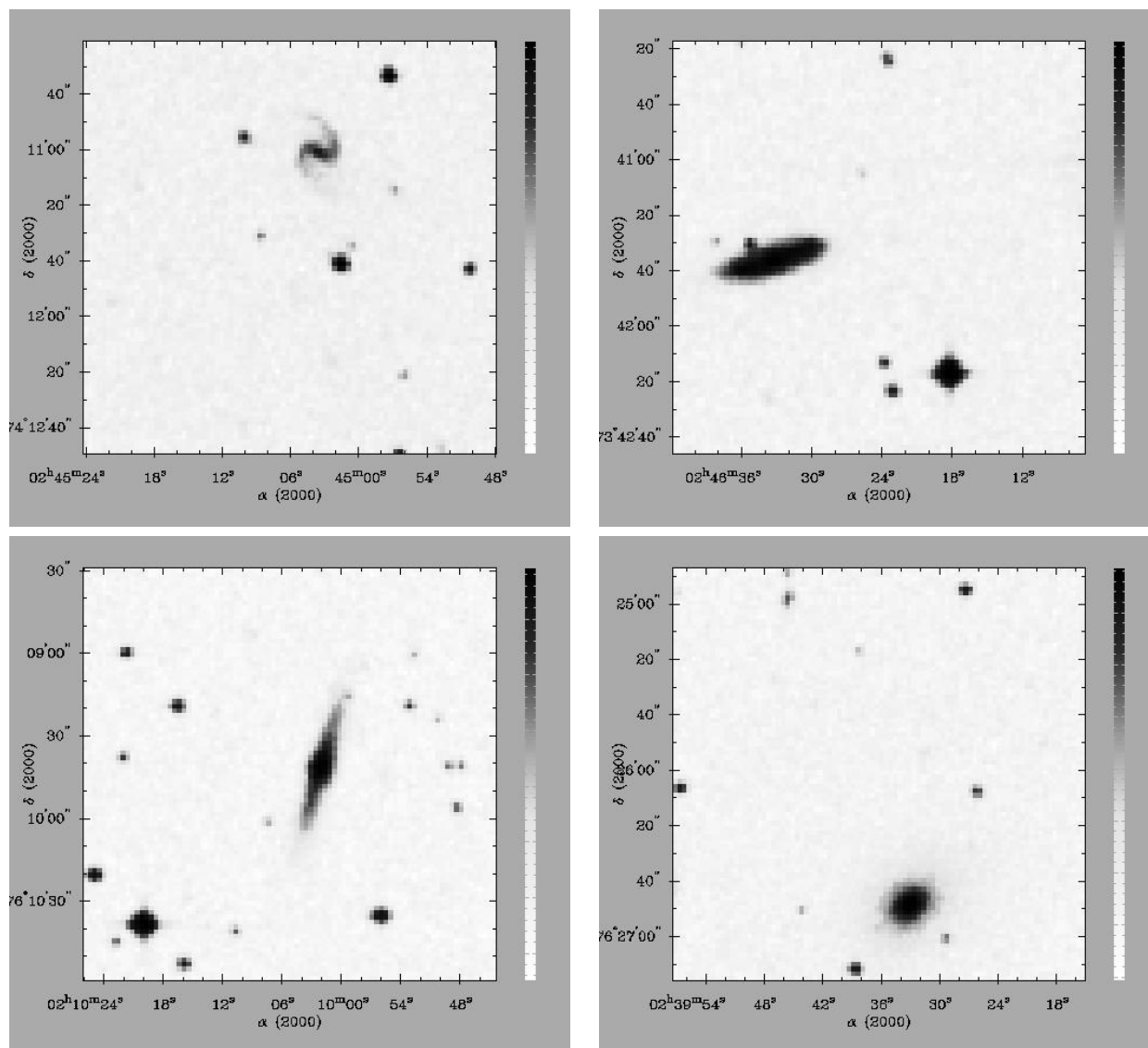


Figura 2.8: Imagens digitalizadas DSS das galáxias DB0245-7424(SBc face-on), DB0246-7355(Sa), DB0209-7623(Sb) e DB0240-7638(E) do CGPNM

Nome	B_T	B_{COSMOS}
ESO52G22	16.10	16.08
ESO52G21	14.97	15.21
ESO52G19	17.04	16.57
ESO52G20	14.58	14.31
ESO52G18	15.88	15.50
ESO52G16	13.84	13.74
ESO52G15	16.92	18.67
ESO52G14	14.80	14.56
ESO52G13	14.17	14.56
ESO52G12	16.67	16.40
ESO52G11	15.37	15.31
ESO52G10	15.84	15.34
ESO52G9	15.54	15.17
ESO52G8	14.80	14.24
ESO52G7	16.67	16.13
ESO52G6	15.52	14.78
ESO52G3	16.42	15.92

Tabela 2.3: Lista de galáxias ESO-LV da placa 52 utilizadas na calibração

Nome	B_{COSMOS}	Nome	B_{COSMOS}
DB0202-6913	23.01	DB0145-7008	23.30
DB0146-6908	20.48	DB0158-7017	23.01
DB0212-6955	23.58	DB0158-7018	18.45
DB0211-6933	22.67	DB0201-7014	21.98
DB0210-6923	19.75	DB0157-7117	22.62
DB0216-6924	22.42	DB0151-7048	23.60
DB0213-6908	23.29	DB0200-7051	20.66
DB0214-6919	22.37	DB0204-7104	23.54
DB0214-6900	18.38	DB0204-7039	22.47
DB0213-6900	21.52	DB0215-7116	23.47
DB0204-6905	21.88	DB0219-7134	21.09
DB0203-6849	23.32	DB0217-7123	18.33
DB0147-6958	23.01	DB0159-7121	22.79
DB0146-6940	22.63	DB0202-7132	22.48
DB0146-6934	21.99	DB0157-7111	22.74
DB0149-6937	22.88	DB0112-7120	21.68
DB0150-6946	20.67	DB0214-7122	23.13
DB0149-6944	21.95	DB0209-7201	23.12
DB0149-6944	19.01	DB0204-7206	22.64
DB0148-7013	22.78	DB0200-7203	21.16

Tabela 2.4: Amostra de galáxias no limite de magnitude do CGPNM

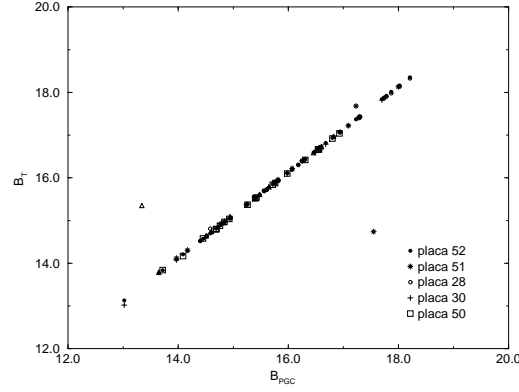


Figura 2.9: Relação entre magnitude B_T do ESOLV e a magnitude B_{PGC}

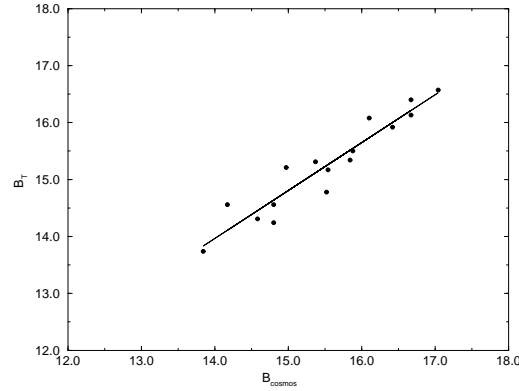


Figura 2.10: Curva de calibração para galáxias conhecidas na placa 52 do ESO/SERC entre as magnitudes B ESOLV e COSMOS

calibração descrita na eq. 2.1. A magnitude limite ESO-LV resultou em $B_T \approx 20$ para objetos tomados na placa 52 do ESO/SERC. Devido a fatores mencionados anteriormente esse valor pode ser extrapolado para as outras placas ESO/SERC da região de interesse e portanto a magnitude limite do CGPNM é $B_T \approx 20$.

2.6 Catálogo Final

No presente catálogo, cobriram-se as galáxias na direção da Pequena Nuvem de Magalhães contidas nas placas J 28, 29, 30, 50, 51 e 52 do ESO/SERC com uma magnitude estimada até $B_T \approx 20$. Obteve-se um total de 3037 galáxias sendo: 183 previamente catalogadas, 205 com denominação revisadas de Hodge & Snow (1975) e Hodge (1977), 1032 revisadas das galáxias apenas marcadas em Hodge (1977) e 1655 novas,(Figura 2.8). O catálogo está ordenado em ascensão reta J2000 e os dados de cada galáxia são apresentados no Apêndice F dispostos nas seguintes colunas:

(1) Nome: Galáxias catalogadas tiveram seus nomes mantidos e se caso aparecessem em outros catálogos, seus nomes são apresentados em ordem cronológica. Na Tab.2.1, mostram-se todos os catálogos usados. Novas galáxias e galáxias não denominadas por Hodge (1977) seguem uma nomenclatura similar à apresentada em Arp & Madore (1987). Os dois primeiros dígitos vem dos nomes dos identificadores do objeto (Dutra & Bica, ou Hodge) e os números subsequentes resultam do truncamento da ascensão reta e da declinação em precessão B1950, por exemplo:

ex.:02:00:30 -75:26:47 \Rightarrow DB0200-7526

ex.:01:57:22 -73:35:01 \Rightarrow H0157-7335

(2), (3) A.R., DEC.: ascensão reta (horas,minutos,segundos) e declinação (graus, minutos de arco, segundos de arco) em J2000.

(4), (5) D,d: diâmetros maior e menor em segundos de arco.

(6) ap: ângulo de posição em graus.

(7) Tipo: tipo morfológico no sistema de Hubble e comentários.

No apêndice F apresenta-se a versão completa do Catálogo de Galáxias na direção da Pequena Nuvem de Magalhães (CGPNM), a qual poderá ser obtida em forma eletrônica em formato ASCII com os autores.

Capítulo 3

Método de contagens de galáxias

3.1 Introdução

O método de contagens de galáxias para determinação de avermelhamento na PNM tem suas origens no método de determinação de avermelhamento em nebulosas escuras por contagem de estrelas introduzido por Wolf (1923) e nos estudos de distribuição de galáxias no Universo, como por exemplo os trabalhos de Hubble (1934) e de Shane & Wirtanen (1967). Nesse método são tomadas placas fotográficas¹ de campos na vizinhança da PNM e na região da PNM, sendo que as galáxias são contadas em células de áreas iguais nas duas regiões. Espera-se que a carência na densidade superficial de galáxias em relação à densidade superficial média de galáxias na região de controle cresça nas regiões em que o avermelhamento é maior. Dessa forma se estabelece uma medição relativa do avermelhamento de áreas pertencentes à PNM em relação à região de comparação. Os principais trabalhos utilizando esse método na PNM foram realizados por Shapley & Nail (1951), Wesselink (1961), Hodge (1974) e MacGillivray (1975).

Shapley & Nail (1951) concluíram que a PNM é essencialmente transparente.

Wesselink (1961) utilizou o método de contagem em 28 campos com diferentes distâncias angulares Δ em relação ao centro adotado para PNM, $0^h50^m -73^\circ15'$ (precessão de 1875), e através da relação abaixo determinou a extinção para campos com $\Delta \leq 4^\circ$:

$$A = \frac{1}{0.6}(\log 16.7 - \log n_r) \quad (3.1)$$

onde o valor 16.7 é a contagem média reduzida (após correções de tempo de exposição e qualidade das placas e correção por extinção atmosférica) em placas com $\Delta > 4^\circ$ (regiões de comparação), e n_r é o valor de contagem reduzida nos campos com $\Delta \leq 4^\circ$. Na Figura 3.1 mostram-se os valores de A obtidos a partir da equação 3.1. Note a irregularidade na distribuição da extinção, existindo campos mais próximos do centro com extinção menor do que campos mais distantes.

Hodge (1974) fez uso do método de contagem de galáxias em placas tomadas no filtro V com o telescópio Curtis-Schmidt do Observatório Interamericano de Cerro Tololo. A área total em que foi feita a busca de galáxias tem um tamanho de 85 graus quadrados. Foram identificadas e registradas 2545 galáxias atingindo $V \approx 18$ mag nas 60 células em que foi dividida a região. Essa amostra é muito maior que a utilizada por Wesselink (1961) (cerca de 240 galáxias).

Hodge (1974) antes de apresentar seus resultados, chamou a atenção às possíveis fontes de erro introduzidas nas contagens, tais como: o efeito de agrupamento ("crowding"), que é a dificuldade de contar galáxias em regiões de alta densidade de estrelas e as contagens espúrias advindas de

¹O uso da detecção por fotografia é justificado por essa técnica permitir a abrangência de grandes campos no céu, o que não é possível obter com detectores mais modernos como o CCD.

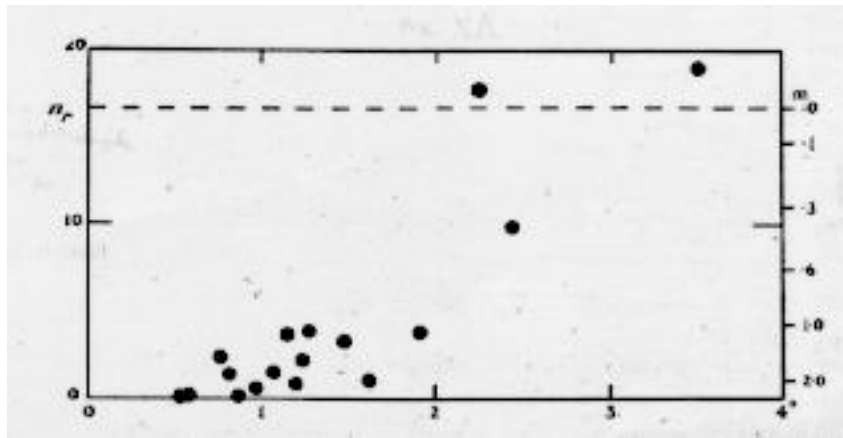


Figura 3.1: Resultados de Wesselink (1961) para variação da extinção do centro para partes mais externas da PNM, onde o limite n_r representa a contagem média em células mais distantes $\Delta \geq 4^\circ$.

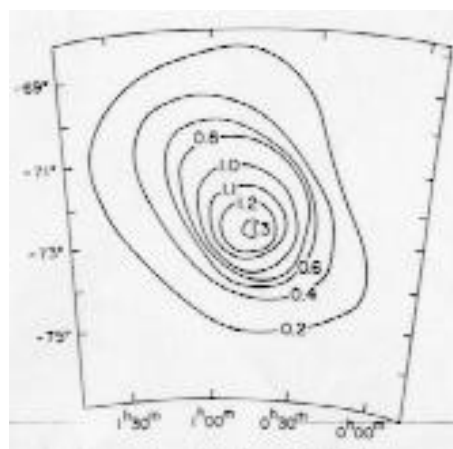


Figura 3.2: Distribuição da extinção em magnitudes V na PNM, segundo Hodge (1974)

considerar imagens de múltiplas estrelas fracas como sendo galáxias. Hubble (1934) propôs que estes efeitos se cancelavam. No entanto, Hodge optou por não realizar contagens numa região interna a 1.5° do centro da PNM, devido à alta concentração de estrelas dessa região.

Hodge (1974) revisou o trabalho de Shapley & Nail (1951) cuja conclusão apontava para uma transparência da PNM e notou que haviam nas placas que cobrem a região central da PNM muitos objetos não-estelares (aglomerados de estrelas, regiões HII e imagens de multiplas estrelas) e portanto no processo de contagem alguns desses objetos devem ter sido levados em conta. Isto resultou, devido à relativa abundância desse objetos, em contagens mais altas do que o esperado na região central da PNM. Hodge (1974) comparou as suas contagens com as de Wesselink (1961) e as de Shapley & Nail (1951) recalculadas, e encontrou uma boa concordância.

Finalmente, Hodge (1974) apresenta um mapa da extinção em magnitudes de filtro V para a PNM resultante da utilização dos dados das suas contagens e dos trabalhos anteriores de Wesselink (1961) e Shapley & Nail (1951), a distribuição da extinção na PNM é mostrada na Figura 3.2. Adotando $A_B = 1.31A_V$ (Dickmann 1978), tem-se que para a região da PNM determinada pelas isofotas da Figura 3.2, a extinção em B varia entre $0.26 \leq A_B \leq 1.70$ para distâncias angulares que variam entre $0.5^\circ \leq \Delta \leq 4^\circ$ do centro.

MacGillivray (1975) cobriu uma área de 32 graus quadrados com contagens de galáxias até a magnitude limite $B=23$. Essa busca foi mais profunda em relação à de trabalhos anteriores, com uma densidade de 330 galáxias por grau quadrado para campos supostamente não afetados pela extinção, contra as densidades de 63 galáxias por grau quadrado de Wesselink (1961) e de 54 galáxias por grau quadrado de Hodge (1974). MacGillivray apresenta como resultado para a

distribuição da extinção na PNM um mapa de contornos de densidade de galáxias que revela a PNM como um sistema achatado de elipticidade projetada de 0.3 - 0.4 e ângulo de posição em torno de 50° possuindo uma distribuição bem irregular de obscurecimento, com zonas de forte obscurecimento simétricas ao eixo maior da PNM. Tais zonas são atribuídas a nebulosas escuras existentes no corpo da PNM e possivelmente a aglomerados da PNM que dificultam as contagens de galáxias na região em que se encontram. Foi evitada uma área de $2^\circ \times 1^\circ$ na região central onde a alta concentração de estrelas dificulta a contagem e identificação de galáxias. Já a uma distância angular de 1.5° do centro é possível inferir um $A_B=1.50$. Além disso MacGillivray também aponta a incerteza nos seus resultados devido a erros de contagem, altas flutuações estatísticas nas regiões pobres em contagens (erro $\propto \sqrt{n}$) e a irregularidade na distribuição de galáxias no Universo (como por exemplo a presença de aglomerados de galáxias). Talvez a contribuição mais interessante de MacGillivray (1975) para o emprego do método de contagens de galáxias na PNM foi o método utilizado para eliminar o efeito de agrupamento. MacGillivray efetuou contagens de estrelas e galáxias em áreas iguais centradas em vários pontos ao longo da direção sul do aglomerado globular 47 Tucanae, onde o número de galáxias não é influenciado pela extinção, mas apenas pela presença do aglomerado de estrelas. Desse modo, MacGillivray determinou uma curva de calibração para corrigir o efeito de agrupamento e estimar uma extinção mínima para áreas de alta densidade de estrelas.

Como mostrou-se, muito foi feito para determinar a distribuição da extinção na PNM através de contagens de galáxias. Contudo, as incertezas são muito grandes, principalmente devidas a erros estatísticos e a erros na identificação das galáxias durante o processo de contagem. E além disso a distribuição das galáxias no Universo não é uniforme, com a existência de aglomerados de galáxias e vazios.

Entretanto, muito ainda pode ser feito no sentido de diminuir essas incertezas. Com esse objetivo é que nas próximas seções se usará o método de contagens tendo como base o CGPNM apresentado no capítulo 2 e no apêndice F. O problema na incerteza na identificação de galáxias é portanto minimizado. Durante a elaboração do CGPNM verificou-se que no trabalho de Hodge (1977)² muitas galáxias em regiões de bordo de células eram duplicadas. No CGPNM esta incerteza foi eliminada pelos processos de identificação e cruzamento, tornando unívoco o número de galáxias conhecidas na região. Valores relativos de extinção são obtidos assumindo uma lei de distribuição uniforme de galáxias nas regiões em torno da PNM.

3.2 Contagens de galáxias baseada no CGPNM

Na aplicação de um método de contagens, a primeira questão que surge é o tamanho a ser adotado para as células. Outro ponto fundamental é como dividir ou que critério utilizar na divisão da região de interesse. O resultado final da contagem (que é a distribuição de extinção) será afetado por essa escolha?

O método de contagens de galáxias nos dá resultados relativos e representativos daquela unidade de área que especificou-se para a célula de contagem. É como uma imagem digital onde cada elemento de imagem ("pixel") seria uma célula e a intensidade de luz nele seria o valor de contagem de galáxias ou a extinção relativa a áreas de controle. Sendo assim, ao mudarmos o tamanho das células, estamos mudando a resolução espacial do nosso mapa de extinção, e torna-se difícil dizer qual a resolução que é mais adequada. No entanto tem-se um vínculo importante no método de contagem de galáxias que é o erro estatístico ($\propto \sqrt{n}$). A confiabilidade é maior se maior é o número n de contagens nas células. Portanto as células devem ser grandes o suficiente para permitir altas contagens nas células de controle e áreas de pouca extinção. É fato que em áreas

²Apesar de ter sido publicado depois, esse trabalho serviu de base para o estudo de contagens de galáxias de Hodge (1974).

de grande extinção as contagens serão muito baixas e as incertezas estatísticas muito grandes, no entanto são estas áreas que despertam o nosso maior interesse, o qual é verificar a natureza irregular da distribuição da extinção.

Visando a obtenção de valores relativos para a extinção, aplicou-se para a contagem de galáxias na PNM um método baseado no atualmente utilizado para obter mapas de extinção em nebulosas escuras (Dickman 1978 e Hetem et al. 1988). A seguir descrevemos o método conforme aplicado por Hetem et al. (1988), com as adaptações para aplicá-lo ao CGPNM.

Seja um campo sem obscurecimento, em uma placa sensível ao comprimento de onda λ , o logaritmo do número de estrelas por unidade de área $n(0)$ mais brilhantes que m_λ é uma função linear de m_λ , com uma inclinação b :

$$\log n(0) = a + bm_\lambda \quad (3.2)$$

Na região da nebulosa a equação 3.2 continua válida, só que agora há um número $n(1)$ de contagens que decresceu em relação ao campo de comparação como se a magnitude limite estivesse atenuada de uma quantidade A_λ , que é o avermelhamento ou extinção. A extinção é então derivada como sendo:

$$A_\lambda = \frac{1}{b} \log \frac{n(0)}{n(1)} \quad (3.3)$$

onde $n(0)$ é o número total médio de estrelas por célula nos campos de comparação e $n(1)$ o número total de estrelas numa célula na nebulosa. Convém notar que a medida da extinção independe do valor exato de magnitude limite da placa. Supondo que há um obscurecimento geral de mesma quantidade existente no campo de comparação e no da nebulosa, a equação 3.3 mede a extinção relativa ao campo de referência e não uma extinção total.

Na verdade tal método já foi aplicado no trabalho de Wesselink (1961) para transformar suas contagens em extinção relativa, veja a equação 3.1. No entanto, essa equação se deriva da conhecida relação de Hubble (1926):

$$\log N = 0.6m + C \quad (3.4)$$

onde N é o número de galáxias mais brilhantes que a magnitude m . E como a extinção é obtida por diferenças de contagens a constante C é irrelevante.

Para obtenção dos valores relativos de extinção optou-se nesse trabalho pelo uso de uma lei de distribuição uniforme para as galáxias de "fundo" com $b = 0.60$ na eq. 3.3.

Na área compreendida pelas placas 28, 29, 30, 50, 51 e 52 do ESO/SRC foram feitas contagens das galáxias do CGPNM, que possui magnitude limite $B=20$, em células iguais com área 1.44 graus quadrados na região da PNM e na vizinhança (região de controle) resultando num total de 35 células, cujas coordenadas dos centros (em precessão 1950), coluna de HI da PNM, (Mathewson & Ford 1984), posição em relação ao centro adotado ($0^h:49^m:41^s -73^\circ:35':26''$ em precessão 1950) e contagens resultantes são apresentados na Tabela 3.1. O centro da PNM adotado coincide com a máxima coluna de HI, o qual se encontra sobre a barra da PNM, nas regiões de mais alta concentração de estrelas. Como valor médio para células consideradas de controle, obteve-se $n(0) = 155$. De posse desse valor, adotando $b = 0.60$, e as contagens nas células da PNM $n(1)$ pode-se calcular A_λ^3 pela expressão 3.3. Os valores de extinção A_B também são apresentados na Tabela 3.1.

Note que por esse método não é necessário realizar contagens por intervalo de magnitude, o que importa é que a contagem seja feita até a magnitude limite definida. O resultado obtido para a variação da extinção em relação ao centro adotado para a PNM é apresentado na Figura 3.3.

³No nosso caso A_B já que nossas galáxias foram identificadas sob as placas J (=B) do ESO/SRC e possuem magnitudes B.

$\alpha(1950)$	$\delta(1950)$	HI	Δ	Contagens	A_B
00:02:38.01	-76:43:24.11	fora	4.3319	155	0.00
23:48:31.82	-74:24:30.28	fora	4.2801	154	0.00
23:40:50.05	-70:09:16.25	fora	6.3279	53	0.78
00:03:53.11	-68:48:06.01	fora	6.0249	154	0.00
23:56:00.79	-72:38:40.19	5.00	4.0004	155	0.00
00:02:57.75	-70:38:29.09	fora	4.6301	155	0.00
01:59:44.38	-69:05:37.34	31.72	7.1385	155	0.00
02:03:07.77	-71:36:57.11	40.00	5.8060	142	0.06
02:07:34.69	-73:29:06.27	64.61	5.4950	31	1.16
02:30:27.24	-73:37:55.59	73.53	7.0556	33	1.12
02:22:19.97	-76:40:43.31	16.63	6.6356	34	1.10
02:12:02.76	-75:10:07.12	62.50	5.7313	30	1.19
01:41:48.37	-75:42:49.34	34.00	4.0373	59	0.70
00:41:24.43	-76:40:08.27	22.00	3.1234	73	0.54
01:42:02.46	-73:53:00.69	103.03	3.6698	94	0.36
01:09:07.92	-74:54:44.14	66.67	1.8667	67	0.61
01:40:19.16	-72:10:42.75	83.33	3.9748	56	0.74
00:42:30.51	-74:55:03.34	240.00	1.4133	21	1.45
00:15:38.09	-74:48:41.58	112.50	2.6162	55	0.75
01:11:35.65	-76:30:25.99	22.00	3.2379	46	0.88
01:38:33.18	-69:36:35.81	30.00	5.5225	46	0.88
01:16:52.66	-68:37:30.22	22.99	5.4236	75	0.52
00:57:17.98	-68:40:11.09	11.30	4.9586	75	0.52
00:25:06.10	-70:53:04.71	7.78	3.2884	58	0.71
00:22:13.15	-72:54:08.07	35.29	2.0940	41	0.96
00:53:02.91	-70:28:36.60	22.94	3.1244	43	0.93
01:16:41.93	-70:21:54.55	19.72	3.8380	22	1.41
01:12:45.90	-73:04:30.19	457.14	1.7326	09	2.06
00:45:46.09	-72:59:28.54	275.00	0.6620	19	1.52
01:13:08.70	-71:40:20.61	183.33	2.5949	11	1.91
00:47:06.42	-71:52:42.32	75.00	1.7227	11	1.91
00:37:03.53	-68:45:43.44	fora	4.9329	58	0.71
23:45:24.51	-68:35:37.59	fora	7.1740	96	0.35
00:21:18.87	-68:38:13.45	fora	5.4510	65	0.63
01:34:32.56	-68:16:41.92	18.60	6.4305	58	0.71

Tabela 3.1: Posições dos centros e resultados obtidos para as células definidas para contagens.

Nota-se que a distribuição da extinção em relação ao centro é bastante irregular, existindo extinção significativa em regiões distantes do centro, tipicamente até 2° do centro têm-se uma extinção média $A_B = 1.4$, $E(B-V)=0.35$, o que é compatível com valores obtidos por contagens anteriores. Nas regiões externas ($\Delta = 6^\circ$), o método sugere $A_B = 0.6$, $E(B-V)=0.15$. A dispersão é tipicamente de $\sigma(A_B) = 0.44$, a qual sugere que a distribuição das nuvens de poeira é discreta, supondo que flutuações nas contagens, e/ou outras fontes de incertezas, não estejam afetando significativamente os resultados.

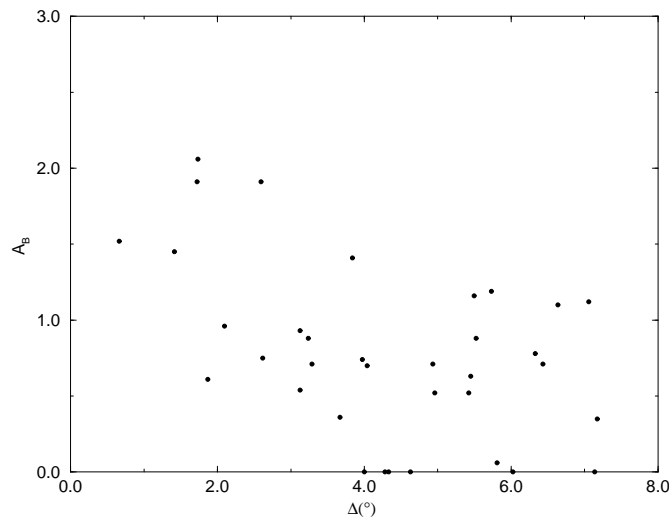


Figura 3.3: Variação da extinção A_B a partir do centro adotado, segundo contagens feitas sobre as galáxias do CGPNM

Capítulo 4

Método Espectroscópico

4.1 Introdução

Gurwell & Hodge (1990) salientaram a importância de determinar a extinção total na direção das Nuvens de Magalhães devido a essa quantidade informar o conteúdo total de poeira e sua distribuição, bem como as propriedades óticas dos grãos. Uma abordagem que tem sido feita a cerca desse problema é a observação de objetos através das Nuvens, como por exemplo galáxias de "fundo". Dentro desta perspectiva, Gurwell & Hodge (1990) enumeraram três métodos para determinar a extinção nas Nuvens:

1. usar contagens de galáxias de "fundo" para determinar o número de galáxias perdidas nas diferentes linhas de visada das Nuvens, e calcular a quantidade de extinção necessária para causar esse decremento.
2. usar galáxias de "fundo" brilhantes com conhecida cor intrínseca e medir o excesso de cor dessas galáxias, derivando a extinção da medida do avermelhamento.
3. usar espectros de galáxias de "fundo" de alto deslocamento para o vermelho para detectar linhas interestelares das Nuvens e medir a quantidade de poeira, assumindo uma relação entre a intensidade da linha e o conteúdo total de poeira.

O primeiro método já foi utilizado no capítulo 3 na direção da Pequena Nuvem de Magalhães (PNM), numa tentativa de aprimorar resultados obtidos anteriormente. Na direção da Grande Nuvem de Magalhães (GNM) só há o estudo de Gurwell & Hodge (1990), onde foram feitas contagens de galáxias em 11 campos registrando um total de 1501 galáxias até $B \approx 23$ mag e além disso é apresentada uma lista com as 96 galáxias mais brilhantes que $V=16.5$.

O segundo método constitui-se numa poderosa ferramenta; porém limita o estudo da distribuição da extinção nas Nuvens à distribuição das galáxias de "fundo" mais brilhantes, e além disso essas galáxias podem estar em regiões de pouca ou desprezível extinção, "buracos de extinção" nas Nuvens.

O terceiro método exigiria uma observação espectroscópica sistemática de galáxias de "fundo" com o objetivo de determinar o deslocamento para o vermelho dessas galáxias, e assim aplicar o método nas galáxias de alto deslocamento para o vermelho.

Nesse capítulo pretende-se apresentar um método alternativo aos mencionados acima. Esse método utiliza, como naquele de pares descrito na seção 1.3, a comparação de espectros de um objeto que está atrás da região rica em poeira com um outro objeto de extinção desprezível com as mesmas características espectrais, para derivar a extinção.

O espectro de uma galáxia é um espectro integrado formado a partir da contribuição de diferentes populações estelares. Duas galáxias possuem as mesmas características espectrais (distribuição de contínuo, larguras equivalentes (W) de linhas fortes de absorção, etc...) quando seus espectros são resultantes de contribuições em similares proporções de um mesmo conjunto de populações estelares. Convém lembrar que as galáxias são objetos extensos, formados basicamente por dois grandes grupos: as galáxias elípticas e as espirais. As populações estelares podem variar ao longo desses grupos, assim como espacialmente nas próprias galáxias, por isso é importante realçar que o método é aplicado em espectros nucleares de galáxias.

O método desenvolvido nesse trabalho ao longo das próximas seções consiste basicamente em comparar espectros nucleares médios (templates) de galáxias corrigidos por extinção com galáxias "de fundo" para determinação da extinção provocada pelo conteúdo de poeira existente na direção das Nuvens de Magalhães. Alguns dos resultados do presente capítulo foram apresentados em Dutra et al.(1997)

4.2 Templates de galáxias

Bica & Alloin (1987) analisaram o espectro de absorção de uma amostra de 164 núcleos de galáxias (cobrindo o intervalo de 3700Å-7000Å e resolução de 12Å) com tipos morfológicos desde E a Sc e luminosidades entre $-23.3 \leq M_B \leq -16.6$. Estes autores aplicaram para os espectros nucleares das galáxias correção por extinção galáctica segundo Sandage & Tammann (1981) (veja seção 1.4), e para os de galáxias espirais inclinadas foi feita uma correção adicional por extinção interna devido a efeitos de projeção (a luz da galáxia inclinada atravessa uma quantidade de poeira interna bem maior do que em galáxias espirais vistas de frente). A extinção interna foi obtida comparando as distribuições de contínuo do espectro nuclear da galáxia espiral inclinada com um template (espectro nuclear médio de galáxias com mesmas características espectrais) de galáxias consideradas basicamente de frente com razões de eixos ($b/a \geq 0.75$) e com similar conteúdo de população estelar. O critério usado para procurar populações similares é a minimização entre as medidas de largura equivalentes (W) do espectro nuclear da galáxia inclinada e do template ($W_{gal} - W_{temp}$) para linhas ou bandas de absorção fortes livres ou pouco contaminadas por emissão, como: CaII K, banda G, Mg+MgH e TiO.

Bica (1988) dividiu os espectros nucleares (corrigidos por extinção) das 164 galáxias de Bica & Alloin(1987) em dois grandes grupos: um de espectros nucleares de galáxias espirais e outro de elípticas. Com o objetivo de obter espectros nucleares de galáxias de bom sinal/ruído a serem reproduzidos por síntese através de uma biblioteca de aglomerados, os espectros nucleares foram agrupados dentro dos tipos espiral e elíptico pelas suas características de população estelar (definida pela distribuição do contínuo e a medida das larguras equivalentes das linhas de forte absorção) e posteriormente por intermédio de uma média ponderada pela qualidade dos espectros foram formados espectros nucleares médios representativos de cada um dos 15 subgrupos que são os templates de distintas populações estelares (7 de núcleos de espirais e 8 de núcleos de elípticas). Esses espectros nucleares médios de galáxias que possuem similar distribuição de contínuo e medidas de larguras equivalentes (W) podem ser usados como referência de populações estelares não avermelhadas de galáxias. Note que esse templates são corrigidos por extinção já que a média foi feita com espectros corrigidos.

Na Figura 4.1, mostram-se os templates de Bica (1988) utilizados por mim no presente trabalho. Sendo que as medidas de larguras equivalentes que caracterizam os grupos são dadas na Tabela 4.1.

Neste ponto, faz-se necessário definir largura equivalente (W), e como ela é medida.

Como definição da largura equivalente adotou-se uma generalização de Ambartsumyan (1958):

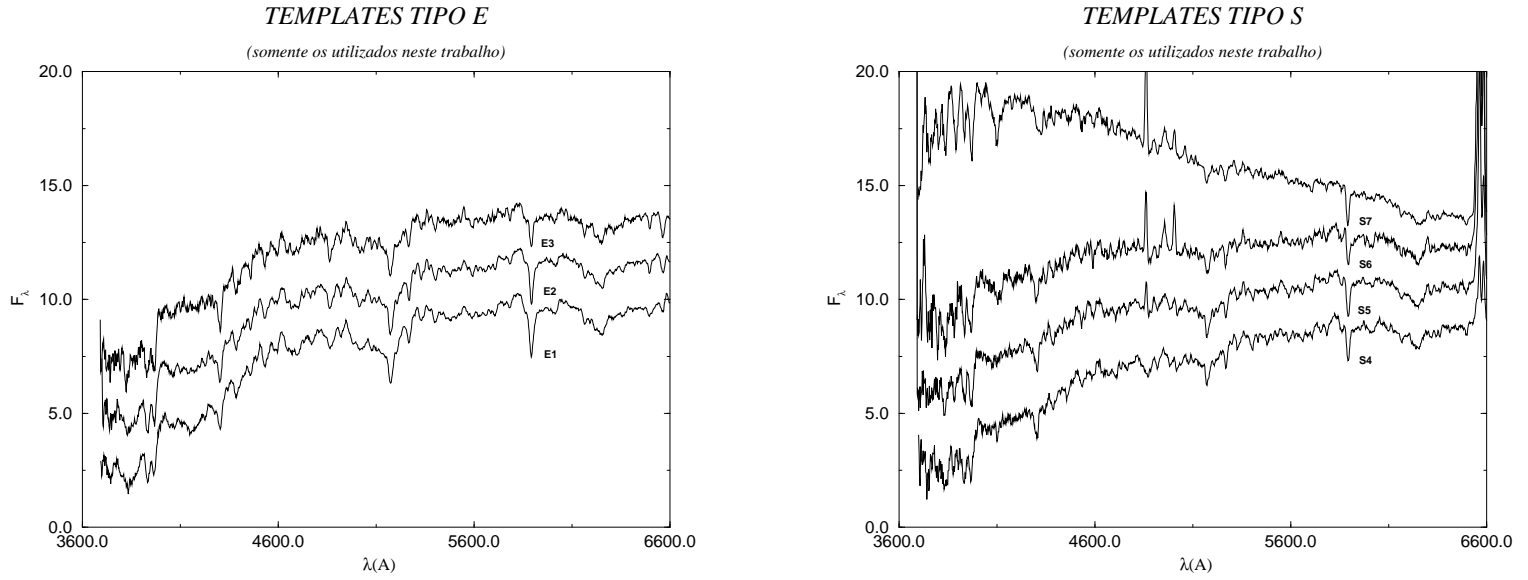


Figura 4.1: Templates de Bica (1988) utilizados nesse trabalho (à esquerda templates de núcleos de elípticas, dominadas por populações velhas, e à direita templates de núcleos de espirais, com diferentes contribuições de formações estelares mais recentes).

Template	W(K)	W(CN)	W(G)	W(MgI)	H _β	H _γ	H _δ
Linha	3933Å	4200Å	4301Å	5175Å	4861Å	4340Å	4102Å
E1	16.8	14.5	9.3	10.3	3.4	4.8	5.7
E2	17.2	10.9	9.2	9.5	3.6	5.1	4.9
E3	15.3	7.3	8.6	7.7	3.4	3.8	2.0
S4	13.1	6.2	7.3	6.3	4.2	5.4	4.2
S5	6.4	4.6	5.5	6.2	ec	ec	ec
S6	5.5	3.9	4.6	3.7	ec	ec	ec
S7	3.5	2.4	2.2	3.3	ec	ec	ec

Nota: ec significa que têm-se Balmer em emissão para todas galáxias do template.

Tabela 4.1: Medidas de larguras equivalentes em linhas e bandas de forte absorção dos templates

$$W(\lambda_0) = \int_{\lambda_i}^{\lambda_f} \frac{R_0(\lambda) - F_0(\lambda)}{R_0(\lambda)} d\lambda \quad (4.1)$$

onde λ_i e λ_f delimitam lateralmente a janela espectral centrada em λ_0 . Sendo:

$$R(\lambda) = \frac{I(\lambda_f) - I(\lambda_i)}{\lambda_f - \lambda_i} + \frac{\lambda_i I(\lambda_f) - \lambda_f I(\lambda_i)}{\lambda_f - \lambda_i} \quad (4.2)$$

que é a reta que une os pontos de contínuo $(\lambda_i, I(\lambda_i))$ e $(\lambda_f, I(\lambda_f))$, e $F_0(\lambda)$ é a curva espectral da linha λ_0 entre λ_i e λ_f .

As medidas de largura equivalente (W) realizadas nesse trabalho foram obtidas utilizando o programa SPEED-87 desenvolvido por Alex Schmidt (1987).

4.3 Obtenção da amostra de espectros

4.3.1 Seleção

Selecionou-se um total de 27 galáxias relativamente brilhantes bem distribuídas nas Nuvens e nas vizinhanças, preferencialmente elípticas e lenticulares (pela mais baixa extinção interna). Algumas espirais entraram também na amostra por razões de distribuição e pela possibilidade de verificar a detecção da extinção interna. Na PNM, selecionaram-se 8 das 30 galáxias listadas como mais brilhantes na direção da PNM por Hodge & Snow (1975). Estas galáxias, designadas SH, estão na região central da PNM e são fundamentais para a determinação da extinção nesta região.

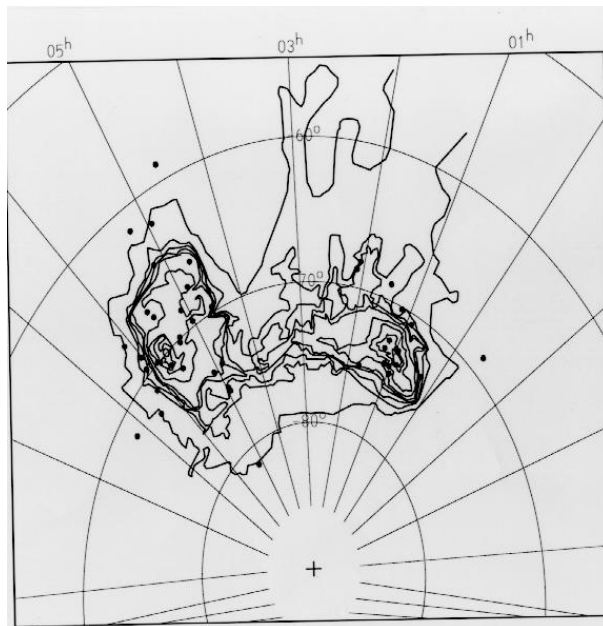


Figura 4.2: Distribuição na PNM e GNM da amostra de objetos observados com as isofotas de HI de Mathewson & Ford (1984)

Incluíram-se na lista também objetos de classificação prévia incerta, com forte possibilidade de serem galáxias pela aparência nas placas Schmidt. Estes são um total de 11 presentes em catálogos de aglomerados de estrelas (designações HS de Hodge & Sexton 1966 e HW de Hodge & Wright 1974) e 3 em catálogo de região HII (designação DEM de Davies, Elliot & Meaburn 1976), que necessitavam observação espectroscópica para ratificação. Também foram incluídos 3 objetos com semelhantes propriedades (designação SL) do catálogo de aglomerados da GNM de Shapley & Lindsay (1963).

Na Figura 4.2, apresenta-se a distribuição da amostra com respeito à densidade de coluna de HI (extraída de Mathewson & Ford 1984). Dos 46 objetos, 18 encontram-se na direção da PNM e 28 na direção da GNM. Nas Tabelas 4.5 e 4.6, mostram-se a densidade de coluna de HI das Nuvens em que se encontram projetados os objetos.

4.3.2 Observação

Os espectros foram coletados (participei da solitação de turno e da missão junto com Drs. E. Bica, J.J. Clariá e A. Piatti) no telescópio de 2.15m do CASLEO, San Juan - Argentina, no período de 15 a 26 de dezembro de 1995. Utilizamos o espectrógrafo REOSC no modo dispersão simples com uma rede de 300 l/mm. A correspondente dispersão foi 143 Å/mm, cobrindo o intervalo espectral de 3600 Å a 6800 Å com uma resolução de aproximadamente 14 Å. É importante notar que esta resolução é comparável à dos templates de Bica (1988), o que é conveniente para a análise.

4.3.3 Redução

Entende-se por redução a uma série de procedimentos realizados nos espectros dos objetos observados com o objetivo de: (i) corrigir pelo ruído intrínseco de todo o instrumental; (ii) corrigir pela sensibilidade do detector CCD; (iii) corrigir pelas condições da noite de observação (iluminação do céu e extinção atmosférica); (iv) corrigir pela exposição aos raios cósmicos; (v) e calibrar em fluxo e em comprimento de onda a fim de poder colher as informações do espectro em unidades que são padrões. Apliquei essas tarefas através de rotinas do pacote IRAF (Apêndice E), seguindo os seus manuais de redução (Hamuy & Wells 1992, Massey 1992 e Massey et al. 1992)

4.3.4 Correção por deslocamento para o vermelho

Após reduzidos, espectros de um mesmo objeto são combinados através de uma média ponderada pela razão sinal/ruído dos mesmos. O objetivo é obter um único espectro com a melhor razão sinal/ruído possível e a partir deste tirar as informações passíveis de serem obtidas da análise espectral.

Sabe-se que o espectro dos objetos extragaláticos estão deslocados para o vermelho / azul devido ao afastamento ou aproximação deles em relação a nós por efeito Doppler. Sendo assim esses espectros apresentam "redshift" ou "blueshift". As implicações desse fenômeno para a espectroscopia são importantíssimas, pois é necessário escolher um conjunto instrumental que compreende filtros, fendas e redes de dispersão de tal modo que depois de corrigido por "redshift" o espectro cubra o intervalo espectral de interesse. A lei física que rege este fenômeno é a seguinte:

$$z = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{lab}}{\lambda_{lab}} \quad (4.3)$$

onde: $z=V/c$, o "redshift" é igual à razão entre a velocidade radial do objeto e a velocidade da luz; e λ_{lab} é o comprimento de onda de laboratório de uma determinada linha característica de absorção ou emissão de determinado elemento que compõe o espectro de uma fonte em repouso (como exemplo: uma lâmpada de Hélio e Argônio) e λ_{obs} é o comprimento observado com um deslocamento para o vermelho devido ao afastamento da fonte.

Na prática o que se faz é, através de um ajuste gaussiano a uma linha de absorção ou emissão característica, determinar o centro da linha e desse valor subtrair seu valor de laboratório e assim determinar "z" e conseqüentemente a velocidade radial "V" do objeto. A velocidade radial nesse trabalho também serviu para determinar se objetos duvidosos eram ou não galáxias, pois como se sabe as galáxias possuem em geral velocidades de recessão muito maiores do que aglomerados e regiões HII pertencentes às Nuvens, pois estão bem mais distantes (conforme a lei de Hubble: $V = Hd$).

Nas Tabelas 4.5 e 4.6, apresentam-se os valores de "V" para os objetos observados, obtidos da comparação do λ_{obs} e λ_{lab} de linhas de absorção ou emissão como: NaI (5890Å), MgI (5175Å), H β (4861Å) e H α (6563Å). De posse desses valores, usou-se o programa SPEED-87 de Schmidt (1987) para corrigir pelo deslocamento para o vermelho todo o espectro. Dos 16 objetos de classificação incerta 15 resultaram ser galáxias, 1 aglomerados das Nuvens, e das galáxias mais brilhantes de Hodge & Snow (1975) uma resultou ser um aglomerado e outra uma região HII das Nuvens (Tabelas 4.5 e 4.6).

A determinação das velocidades radiais para os objetos da amostra além de permitir a classificação de objetos incertos também serviu para a construção de histogramas de velocidade para as galáxias "de fundo" da PNM e da GNM, os quais são mostrados na Figura 4.3.

Nota-se um pico pronunciado em torno de $V=5000\text{km/s}$, sendo um possível indicador da presença de uma estrutura na distribuição de galáxias atrás da GNM. Os histogramas sugerem que tanto na direção da PNM quanto da GNM há uma deficiência de galáxias no intervalo entre 13000km/s e 17000km/s . Tais histogramas refletem a importância e a necessidade de realizar-se a observação sistemática de velocidades radiais de galáxias nessa região. Nossa amostra apesar de pequena, já sugere interessante estrutura na distribuição espacial de galáxias na direção das Nuvens. No hemisfério Sul celeste vários "surveys" de velocidades radiais têm sido feitos como o "Southern Sky Redshift Survey" (SSRS) de Da Costa et al. (1988) que cobre todo o céu do hemisfério Sul celeste e o de Pellegrini et al. (1990) que estuda a distribuição espacial de galáxias na calota polar sul galáctica. Agora a região das Nuvens também poderá ser melhor explorada, especialmente a PNM com o presente catálogo CGPNM.

Uma importante conclusão de Pellegrini et al. (1990) é a boa concordância entre a lei de luminosidade estimada para a amostra de galáxias da calota polar sul galáctica e a lei de distribuição

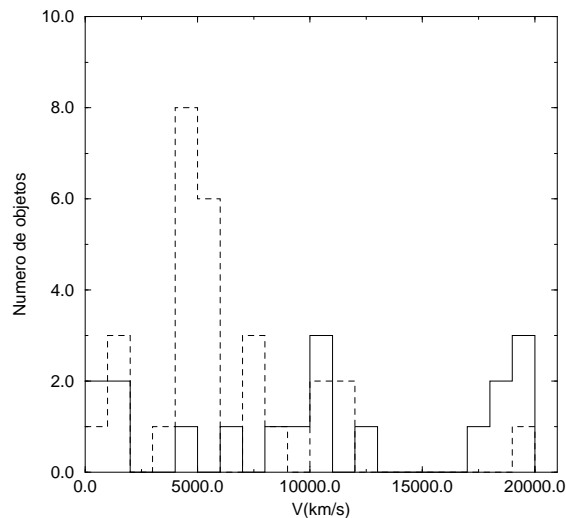


Figura 4.3: Histograma de velocidades para as galáxias observadas na PNM (linha sólida) e na GNM (linha tracejada)

Intervalo de Velocidade Radial	GNM _{SSRS}	GNM	PNM _{SSRS}	PNM
0km/s a 3000km/s	12	3	3	2
3000km/s a 6000km/s	13	17	5	1
6000km/s a 10000km/s	3	4	10	3
10000km/s a 25000km/s	2	3	2	10

Tabela 4.2: Quadro comparativo de distribuição de velocidades radiais das galáxias do SSRS contidas na Região das Nuvens e as galáxias observadas nesse trabalho.

homogênea $N(m) \propto 10^{0.6mag}$.

Da simples análise da distribuição espacial de velocidades radiais mostrada em Da Costa et al. (1988), observa-se que aquele estudo apresenta velocidades radiais para aproximadamente 30 galáxias na região da GNM e 20 na da PNM. Considerando que no presente trabalho observamos no mesmo campo 43 galáxias (27 para GNM e 16 para PNM) temos uma amostra de mesma ordem. Na Tabela 4.2 mostram-se a distribuição em velocidades radiais das galáxias do SSRS e as do presente trabalho na direção das Nuvens de Magalhães. As diferenças observadas nas distribuições vem dos critérios de seleção, galáxias brilhantes em Da Costa et al. (1988), e galáxias não necessariamente brilhantes convenientemente posicionadas para explorar o avermelhamento das Nuvens no presente estudo. As duas distribuições reforçam a existência de uma estrutura no intervalo $3000km/s \leq V \leq 6000km/s$.

4.4 Método

A luz das galáxias "de fundo" das Nuvens de Magalhães até chegar a nós tem que necessariamente atravessar todo um meio intergalático, que será formado basicamente nesse caso pelas Nuvens de Magalhães e parte da nossa galáxia. Portanto a luz vinda dessas galáxias sofre além da sua extinção interna, a extinção galáctica e a extinção devida às Nuvens, a qual tem-se interesse particular neste trabalho. Considerando que os espectros nucleares que se observaram são afetados por todos estes efeitos, espera-se que ao compará-los com os templates corrigidos seja possível obter um valor para a extinção causada pela poeira existente no meio entre a galáxia observada e nós. Torna-se difícil separar por esse método as diferentes contribuições da extinção interna, das Nuvens e galáctica.

Galáxia	K	H _δ	CN	G	H _γ	H _β	MgI	NaI	H _α	Template
Janelas	3908-3952	4082-4124	4150-4214	4284-4318	4318-4364	4846-4884	5156-5196	5880-5914	6540-6586	
SH25	18.6	4.9	9.3	9.8	7.1	2.9	8.0	4.7		E2
SH8	17.2	4.9	13.5	9.1	5.2	2.8	9.8	5.0	1.3	E1
ESO28G12	6.5	4.8	2.9	6.3	3.9	-2.5	4.7	3.2	-39.6	S6
SH10	19.8	3.9	14.0	9.0	6.4	2.9	8.7	5.9	2.4	E1
G-DEM92	16.7	1.3	9.2	8.1	5.9	3.6	6.9	3.6	1.8	E3
SH22	16.5	4.5	12.9	8.8	5.1	2.4	8.9	4.5	1.0	E2
NGC813	14.3	3.7	8.7	8.8	5.2	3.5	6.8	3.1	2.8	E3
NGC643B	7.9	8.4	4.6	4.9	7.6	2.9	3.7	2.4	-33.5	S6
DBDEM92A	20.4	1.7	6.7	9.2	3.9	5.1	8.5	4.1	2.3	E2
ESO52G1	18.5	4.9	13.3	9.1	4.8	4.0	9.5	5.1	2.6	E2
SH23	15.2	-0.2	6.9	8.5	4.6	3.3	10.0	5.7		E3
NGC406	9.8	5.0	2.3	4.1	5.7	-1.2	3.3	1.7	-28.0	S7
IC5339	16.7	2.9	7.9	8.4	3.9	3.8	9.9	6.2		E3
SH20	4.7	6.3	2.3	4.4	5.6	-0.7	5.5	4.3		S7
NGC802	0.7	6.0	1.5	2.5	5.0	-0.5	2.3	2.1	-28.1	S7

Tabela 4.3: Medidas de larguras equivalentes de linhas e bandas de forte absorção dos espectros das galáxias observadas na direção da PNM. Valores em angstroms.

galáxia	K	H _δ	CN	G	H _γ	H _β	MgI	NaI	H _α	Template
Janelas	3908-3952	4082-4124	4150-4214	4284-4318	4318-4364	4846-4884	5156-5196	5880-5914	6540-6586	
HS257	20.2	6.4	13.3	9.8	4.6	3.5	10.0	5.5	1.9	E1
DB0507-6823	14.9	5.8	10.3	8.5	5.7	3.5	7.8	4.6	2.3	E3
NGC1809	5.2	9.3	3.7	3.1	5.8	1.7	3.0	2.8	-23.3	S7
ESO118G34	3.0	4.3	4.5	3.4	2.1	-11.0	1.9	0.5	-88.0	S7
G-DEM225	11.2	4.0	6.4	7.2	5.7	4.6	5.6	2.4	-4.1	S4
HS356	14.2	5.0	8.9	7.9	4.3	1.9	7.2	3.0	-12.6	S4
G-DEM329	8.0	4.4	6.4	5.8	3.0	-0.1	5.5	2.8	-27.8	S5
ESO119G48	15.4	3.3	9.6	8.3	4.3	3.6	7.8	4.3	1.4	E3
ESO58G19	15.7	3.0	11.9	10.3	5.1	3.0	8.4	4.5	1.4	E1
ESO55G33	11.4	5.0	8.1	7.3	5.7	1.3	6.1	3.2	-16.7	S4
HS17	16.2	5.1	12.4	8.5	3.6	2.1	10.0	6.58		E2
HS343A	4.9	4.6	3.5	3.6	1.4	-9.6	3.0	2.0	-93.8	S7
ESO15G18	16.7	2.1	10.2	8.9	4.8	2.9	7.8	4.6	-0.2	E2
ESO33G11	17.4	4.2	11.0	9.0	5.0	2.7	7.6	3.1	-6.4	E2
ESO33G2	14.0	3.4	9.5	8.0	3.4	-0.04	6.3	3.5	-25.6	S4
NGC2187	18.6	4.5	13.6	10.0	5.1	3.7	10.0	5.6	2.3	E1
NGC1765	19.2	6.2	14.7	9.7	5.0	3.1	9.8	6.0	1.5	E1
NGC1669	5.6	5.2	2.5	4.7	3.5	2.3	6.0	2.8	-12.1	S6
HS394	16.6	3.4	8.1	9.7	5.5	4.1	8.2	3.4	1.3	E2
HS449	13.5	4.0	8.4	7.7	6.4	4.0	7.8	3.8	-2.1	E3
HS45	10.7	6.8	5.1	7.3	7.8	2.8	5.3	2.5	-15.7	S5
HS451	8.9	3.5	6.9	6.4	4.3	2.6	4.3	2.8	-15.7	S6
SL887	17.2	6.0	13.3	9.1	3.7	4.9	8.1	4.7		E2
HS423	7.9	2.4	3.4	6.8	3.3	4.1	6.2	2.7	-5.2	S5

Tabela 4.4: Medidas de larguras equivalentes de linhas e bandas de forte absorção dos espectros das galáxias observadas na direção da GNM. Valores em angstroms.

Portanto o que procurou-se fazer foi observar núcleos de galáxias com pouca poeira interna como galáxias elípticas e lenticulares e chamar a atenção para as galáxias espirais cujos resultados estão afetados por extinção interna.

Para identificar o template cuja população estelar mais se assemelha ao espectro nuclear da galáxia observada se busca na Tabela 4.1, extraída de Bica(1988), aquele template cuja medida de larguras equivalentes (W) das linhas e bandas de absorção mais fortes (CaII K, CN, banda G, MgI+MgH e linhas fortes de Balmer) seja a mais próxima possível aos valores obtidos para a galáxia observada. Para medir as larguras equivalentes no espectro da galáxia observada utilizou-se o programa SPEED-87 de Schmidt (1987) seguindo as definições de janelas (ver Tab. 4.3) e distribuições de contínuo de Bica & Alloin (1986). Nas Tabelas 4.3 e 4.4, mostram-se as medidas de W para as galáxias observadas, bem como o "template" cuja a população estelar mais se aproxima, respectivamente para a PNM e GNM.

Após determinado o template para cada galáxia observada, utilizando-se o programa XVGR (graficador que permite operações matemáticas) normalizaram-se os pares de espectros galáxia -"template" e aplicou-se sucessivamente a lei de avermelhamento galáctico de Seaton (1979) ao espectro da galáxia (avermelhando, ou desavermelhando quando necessário) até que o espectro da galáxia reproduzisse da melhor maneira possível o "template" corrigido.

O fluxo corrigido ao longo do espectro no intervalo ótico é dado pela seguinte expressão:

$$F_{corr}(\lambda) = F_{obs}(\lambda) \times 10^{0.4E(B-V) \times X(x)} \quad (4.4)$$

onde $X(x) = 0.26x + 1.4x^2 - 0.32x^3$, sendo $x = 1/\lambda(em \text{ microns})$ e $E(B-V)$ é a quantidade de avermelhamento.

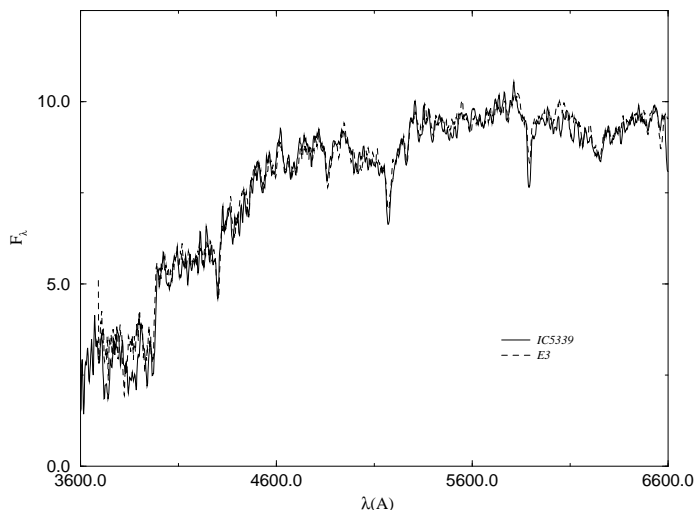


Figura 4.4: Exemplo de superposição entre espectro nuclear da galáxia observada e template.

A adoção da Lei de extinção galáctica de Seaton (1979) para representar a extinção sofrida pela luz das galáxias de fundo ao atravessar a poeira existente nas Nuvens e na nossa galáxia é uma aproximação. Embora as três galáxias tenham leis diferentes, no ótico elas apresentam essencialmente o mesmo comportamento, conforme é mostrado na Figura 1.2.

4.5 Resultados

Para exemplificar a reprodução atingida após a aplicação do método mostram-se na Figura 4.4 o espectro nuclear corrigido de IC5339 superposto com o seu respectivo template E3.

A seguir apresentam-se os resultados para os espectros nucleares das galáxias observadas (exceto galáxias cujos espectros não permitiram a aplicação do método pela baixa razão sinal/ruído). O erro estimado na determinação do avermelhamento é $\varepsilon_{E(B-V)} = \pm 0.02$. Os resultados aparecem na forma de gráficos das Figuras 4.5 a 4.12 onde mostram-se: o espectro antes da correção, o espectro depois de corrigido e o template utilizado; sendo ainda indicado o valor do avermelhamento derivado pelo método.

Nas Tabelas 4.5 e 4.6 apresentam-se para a GNM e PNM respectivamente os principais resultados desse capítulo, fornecendo para cada objeto observado a velocidade radial "V" e para galáxias confirmadas e com espectro de boa qualidade, o template cuja população estelar mais se aproxima e o avermelhamento $E(B-V)$ obtido.

4.6 Análise dos Resultados

Ao longo desta seção, discutem-se os resultados para a extinção obtidos com a aplicação do método e mostrados nas Tabelas 4.5 e 4.6.

Identificando a densidade de coluna de HI em que estão as galáxias observadas, nota-se que: (i) galáxias nas regiões mais externas da GNM, (ii) galáxias em regiões fora do envelope comum de HI das Nuvens, e (iii) as galáxias na PNM mesmo com as maiores colunas de HI (além do contorno de densidade de coluna de HI de 400×10^{19} átomos/cm²) não estão avermelhadas em relação aos templates. Apenas nas galáxias projetadas nas partes centrais da GNM (densidade de coluna de HI $\geq 80 \times 10^{19}$ átomos/cm²) detectou-se avermelhamento ($0.03 < E(B-V) < 0.28$) o

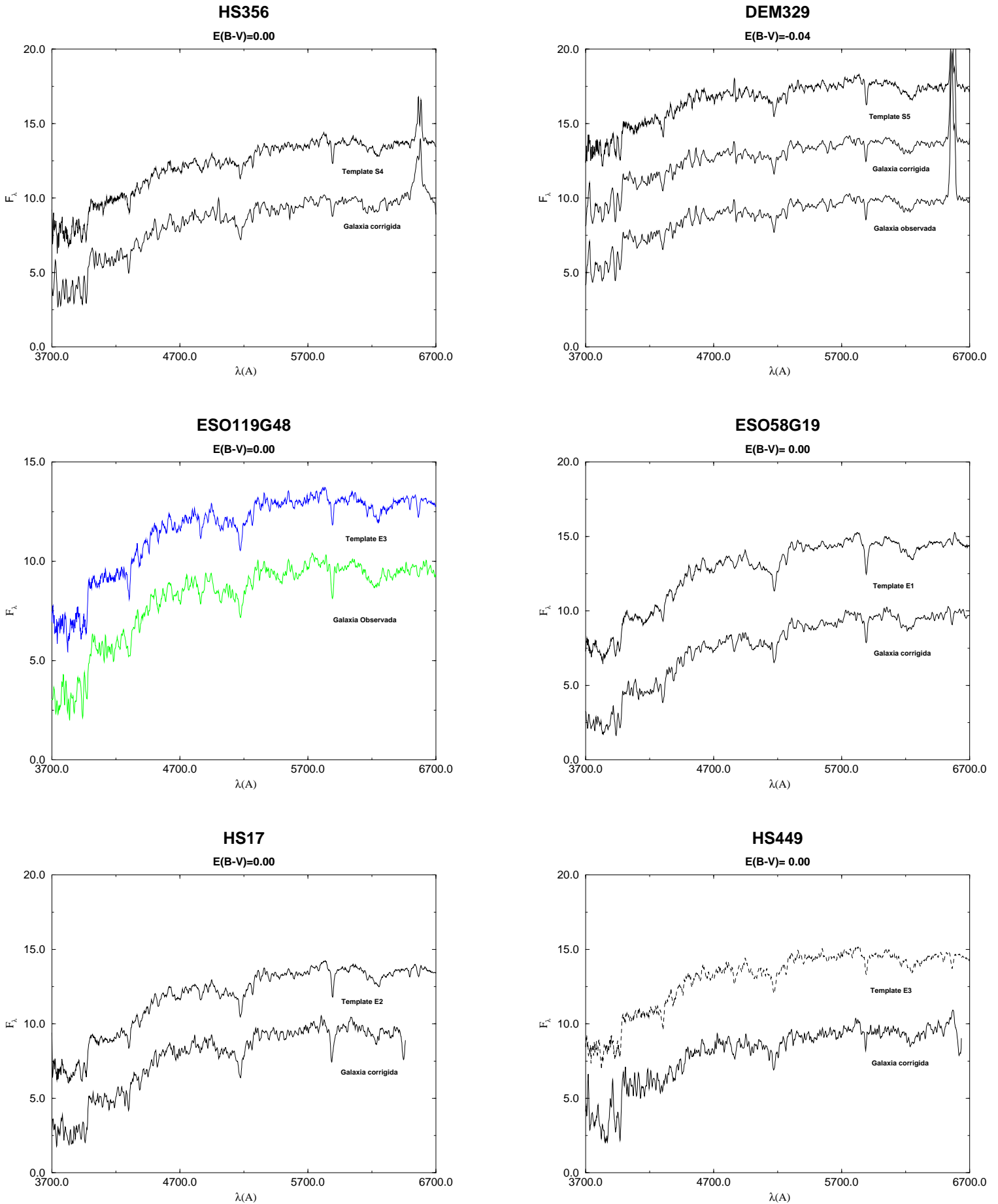


Figura 4.5: I- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da GNM.

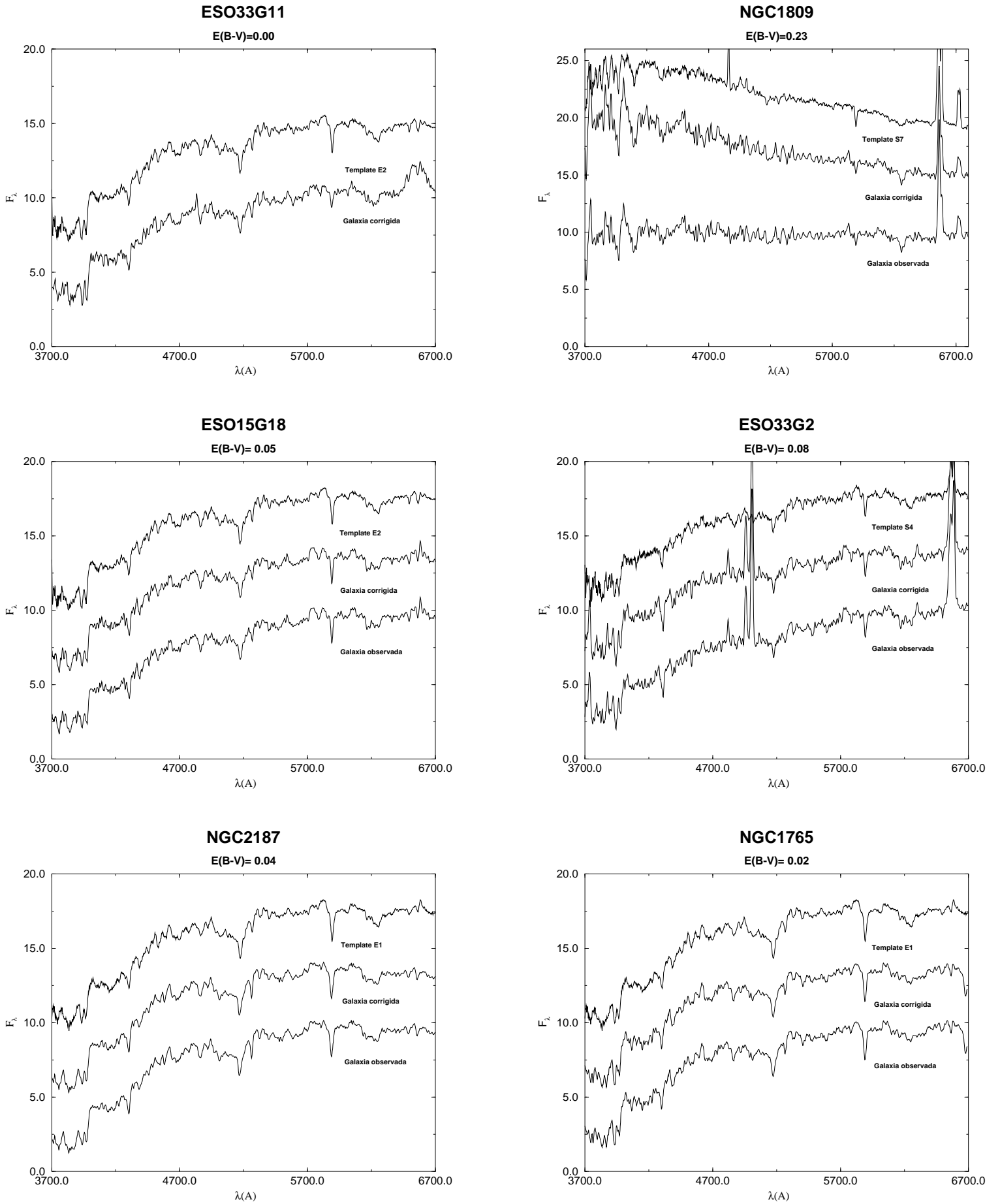


Figura 4.6: II- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da GNM.

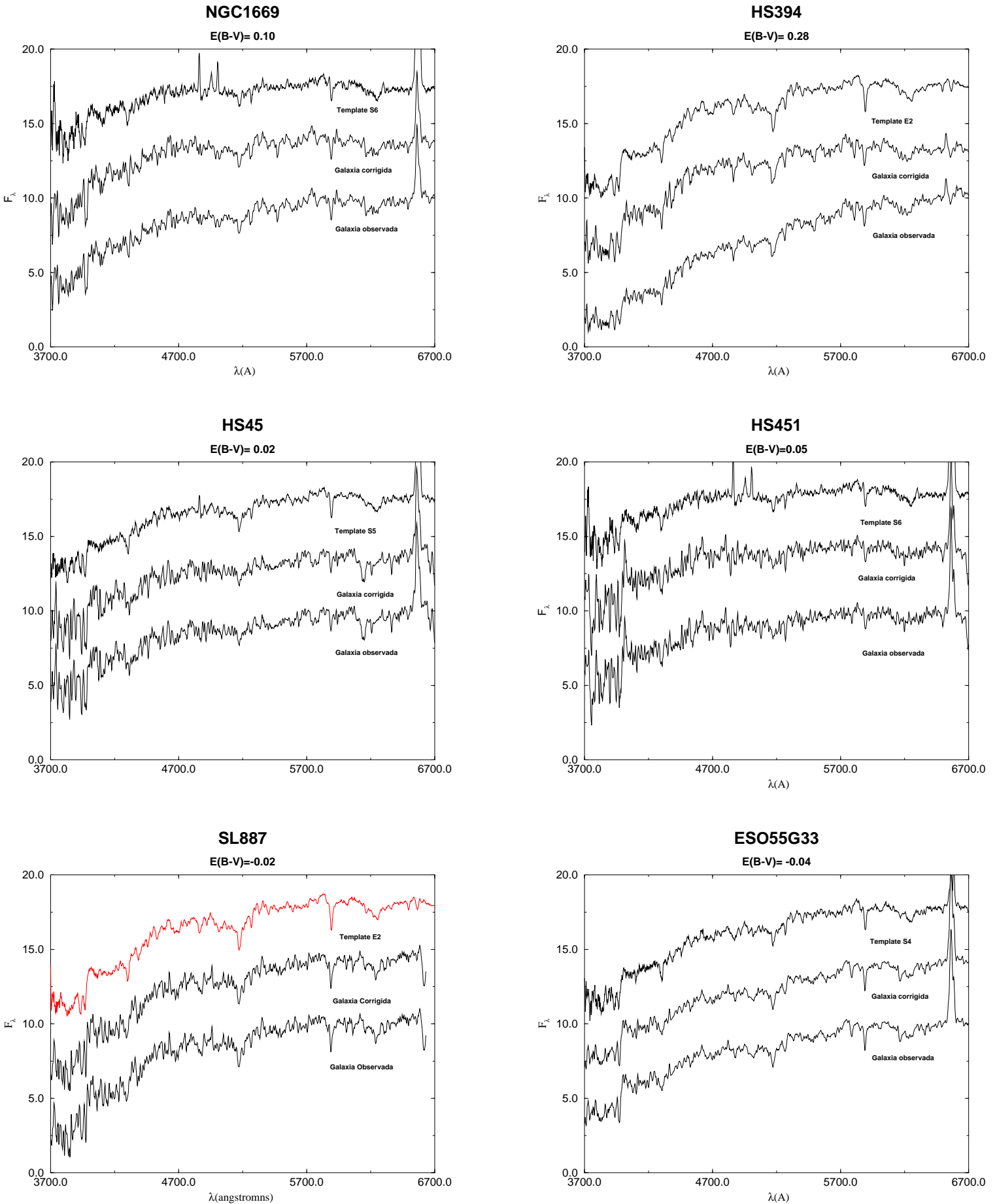


Figura 4.7: III- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da GNM.

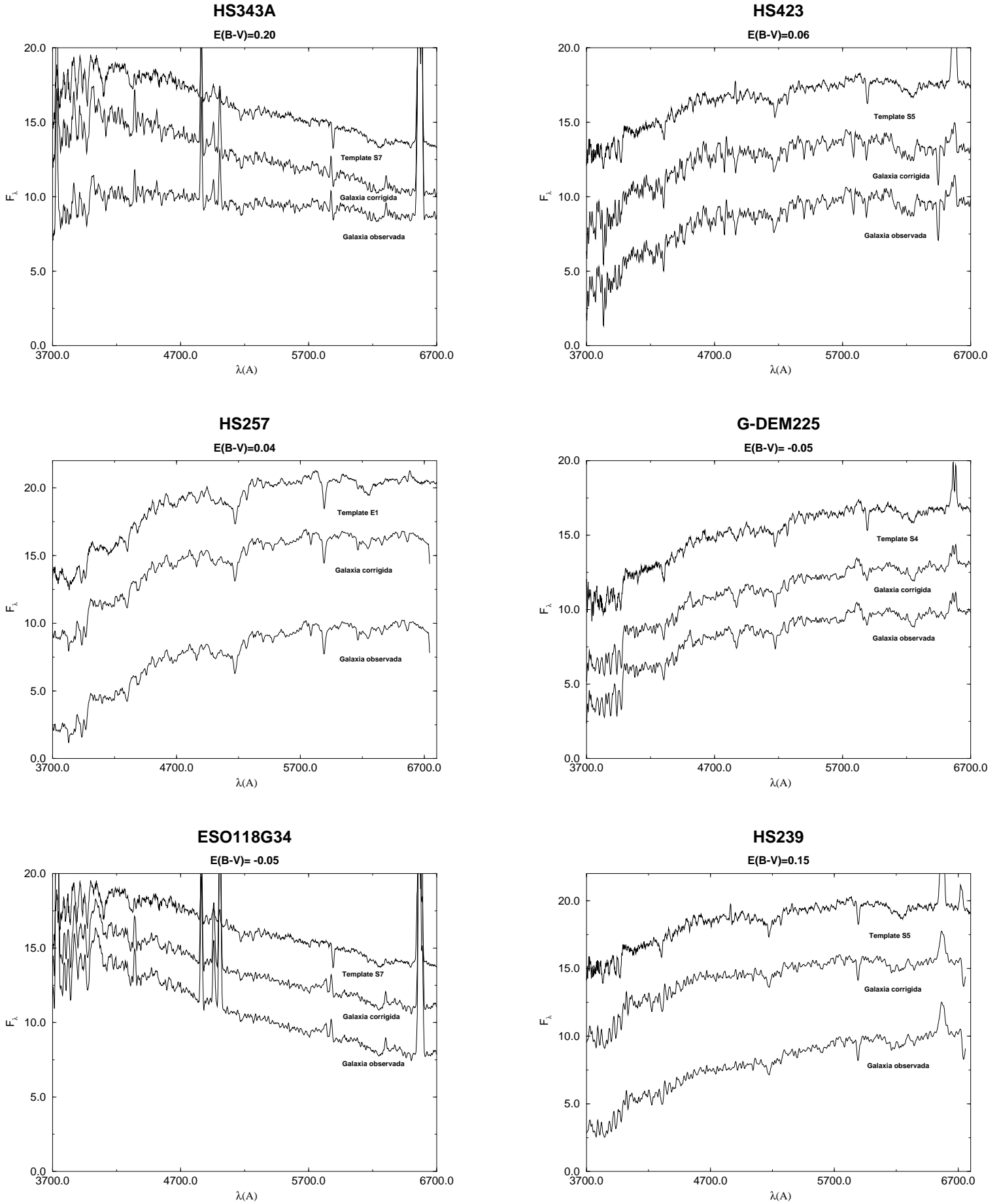


Figura 4.8: IV- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da GNM.

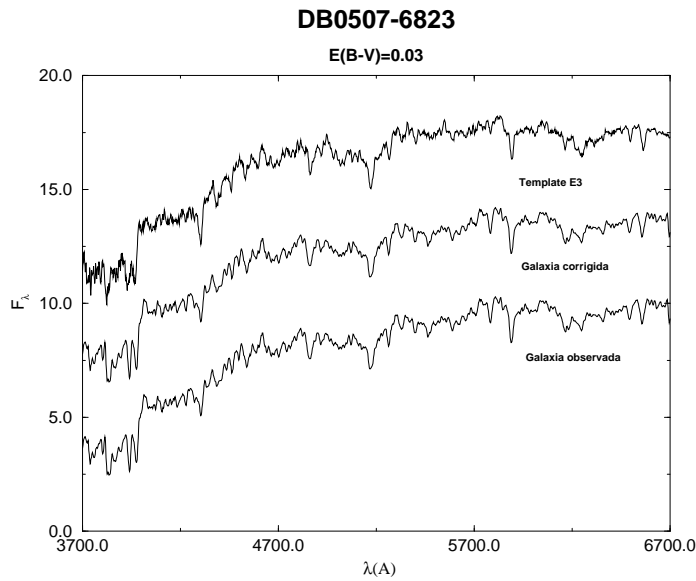


Figura 4.9: V- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da GNM.

GNM

Objeto	Velocidade Radial(km/s)	HI	Template	E(B-V)
HS257	5560	140.63	E1	0.04
DB0507-6823	5782	135.57	E3	0.03
NGC1809	1233	75.00	S7	0.23
HS239	5828	177.27	S5	0.15
ESO118G34	1036	Fora do HI	S7	-0.05
DEM225	1376	76.47	S4	-0.05
HS356	7150	158.33	S4	0.00
DEM329	4380	185.71	S5	-0.04
ESO119G48	4549	Fora do HI	E3	0.00
ESO58G19	4271	Fora do HI	E1	0.00
OHSC3	158	—	aglomerado de estrelas	—
ESO55G33	5470	50.00	S4	-0.04
HS17	19250	40.00	E2	0.00
HS343A	4320	86.98	S7	0.20
ESO15G18	4926	Fora do HI	E2	0.05
ESO33G11	4550	54.93	E2	0.00
ESO33G2	5408	Fora do HI	S4	0.08
NGC2187	4519	26.67	E1	0.04
NGC2187A	3769	26.67		
NGC1765	8846	6.62	E1	0.02
NGC1669	5580	75.00	S6	0.10
HS394	4567	446.15	E2	0.28
HS449	11305	24.67	E3	0.00
HS45	7565	44.00	S5	0.02
HS451	7931	5.50	S6	0.05
SL887	11466	Fora	E2	-0.02
SL847	10671	18.18		
HS423	5705	300.00	S5	0.06

Tabela 4.5: Principais resultados da análise de espectros dos objetos observados na direção da GNM

PNM

Objeto	Velocidade Radial(km/s)	HI	Template	E(B-V)
SH13	180	—	Agglomerado de estrelas	—
SH25	19736	483.87	E2	0.00
SH8	19650	675.00	E1	0.00
ESO28G12	6200	36.67	S6	0.00
SH18	132	—	Região HII	—
SH10	18360	27.39	E1	-0.06
DEM92	10369	129.81	E3	0.00
SH22	9890	139.58	E2	-0.04
HW60	17665	478.43		
NGC813	8188	31.87	E3	-0.03
NGC643B	4006	81.73	S6	0.12
DBDEM92A	10685	135.57	E2	-0.07
ESO52G1	10778	20.00	E2	-0.01
SH23	18950	123.31	E3	-0.02
NGC406	1391	17.57	S7	0.20
IC5339	12250	Fora do HI	E3	0.02
SH20	19017	210.52	S7	0.20
NGC802	1723	28.48	S7	0.00

Tabela 4.6: Principais resultados da análise de espectros dos objetos observados na direção da PNM

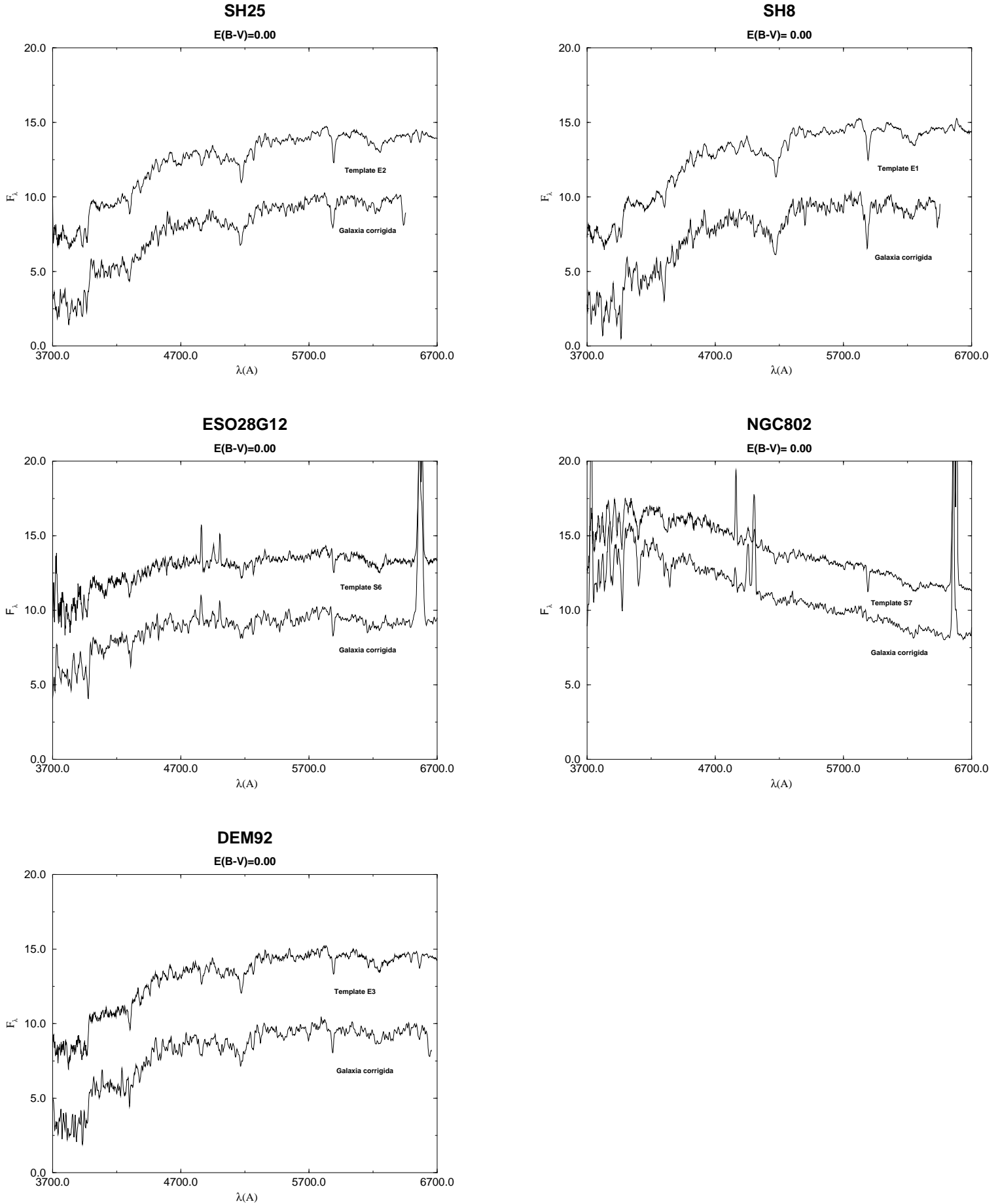


Figura 4.10: I- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da PNM.

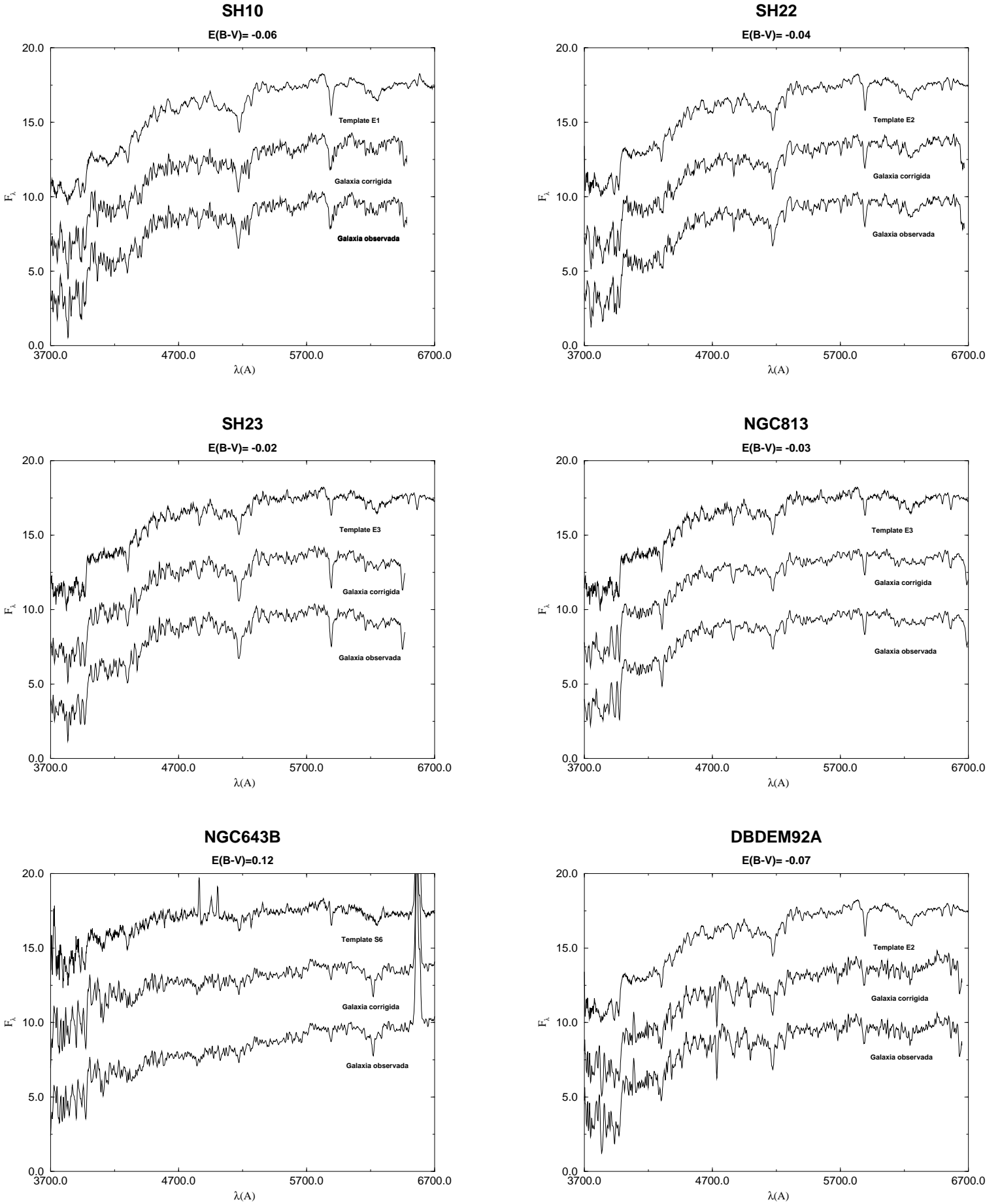


Figura 4.11: II- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da PNM.

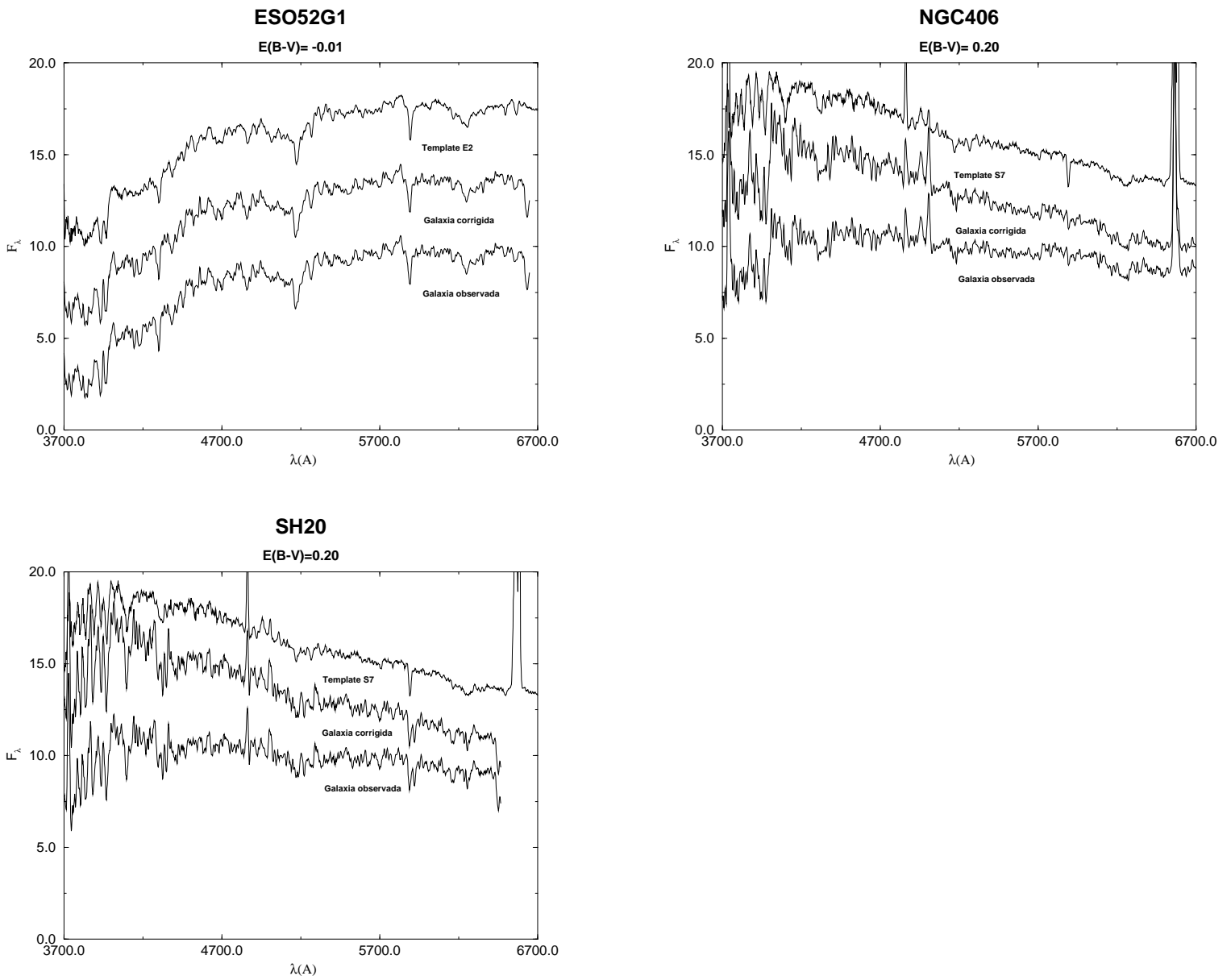


Figura 4.12: III- Resultados da aplicação do método espectroscópico nas galáxias observadas na direção da PNM.

qual identifica-se basicamente como interno à GNM. Esse resultado pode ser atribuído ao fato que a GNM tem uma razão poeira-gás maior que a PNM, conforme mencionado na seção 1.3. Sendo assim o conteúdo de poeira numa área com menor densidade de coluna de HI na GNM deve ser maior que numa outra com maior densidade de coluna de HI na PNM, e conseqüentemente provocando maior extinção na galáxia "de fundo" projetada nessa área.

Detectou-se um alto avermelhamento para galáxias espirais inclinadas: NGC643B, NGC406 (PNM) e NGC1809 (GNM). Também detectou-se um valor alto, $E(B-V)=0.20$, para SH-20 na PNM; esta galáxia é classificada como elíptica no CGPNM (Apêndice F). Porém note-se que esta galáxia tem recente formação estelar no núcleo (Template S7, Tabela 4.6), o que deixa a possibilidade de uma contribuição interna para a extinção.

Nota-se que para a PNM, exceto para as galáxias espirais inclinadas e o caso de SH-20, o avermelhamento é sistematicamente negativo ou nulo. Isto sugere que a PNM é basicamente transparente, pelo menos nas regiões observadas pelo presente método, tendo em vista que nessa direção temos $E(B-V)_{\text{médio}} = -0.0175 \pm 0.027$. Este valor ligeiramente negativo indica que a direção da PNM ($b=-32.89^\circ$, $l=280.47^\circ$) é um pouco menos avermelhada que mais altas latitudes, de onde a maioria das galáxias dos templates provém. Por outro lado este valor não permite um significativo avermelhamento interno devido à própria PNM. Esta conclusão de transparência é basicamente independente do conjunto dos templates e latitudes galáticas de onde eles provém, já que uma comparação direta dos $E(B-V)$ de galáxias em partes centrais e campos de controle mostram que elas essencialmente não diferem em avermelhamento. A única possível exceção na presente amostra é SH-20, caso a origem do seu avermelhamento seja confirmada como frontal.

No caso da GNM, fazendo-se uma média sobre 8 galáxias com colunas de HI maiores que 80×10^{19} átomos cm^{-2} obtém-se $E(B-V)_{\text{médio}} = 0.09 \pm 0.10$. A alta dispersão da média é real já que a incerteza no avermelhamento de uma galáxia individual é tipicamente 0.02. A dispersão indica que a distribuição de nuvens de poeira é discreta, atingindo-se na presente amostra valores máximos de $E(B-V) = 0.20 - 0.28$ e valores mínimos nulos ou ligeiramente negativos nestas regiões centrais. Nas regiões externas e intermediárias (coluna de HI menores que 80×10^{19} átomos cm^{-2}) obteve-se $E(B-V)_{\text{médio}} = 0.01 \pm 0.04$ para as 16 galáxias disponíveis (NGC1809 excluída), valor este que é significativamente menor que nas partes mais centrais.

Os valores de avermelhamento galático de Sandage & Tammann (1981) para as Nuvens (Tabela 1.1) são baixos em relação aos dois vínculos observacionais independentes deduzidos com estrelas da Via Láctea na frente da GNM ($E(B-V)_{\text{médio}} = 0.06$) e com aglomerados externos da PNM ($E(B-V)_{\text{médio}} = 0.033$), ver seção 1.5. Um problema similar também foi levantado por Bica (1988), e detectado a partir da comparação dos templates (os quais são espectros médios de galáxias observadas) com os espectros sintetizados a partir de uma biblioteca de aglomerados. Os espectros sintetizados se mostravam mais azuis que os templates, e uma das razões para isso seria a correção por avermelhamento galático estar subestimada nos templates. Temos então um problema essencialmente de ponto zero, já que o modelo de Sandage & Tammann (1981) se baseia em capas polares galáticas livres de poeira. O valor para os aglomerados da PNM acima e a transparência da PNM permitem inferir um $E(B-V)_{\text{médio}} \approx 0.033$ na capa polar sul.

Resta saber se modelos que levam em conta capas polares com poeira como o de Burstein & Heiles (1978b,1982) e de de Vaucouleurs et al. (1976) com valores de avermelhamento para a capa polar sul de respectivamente $0.01 < E(B-V)_{BH}^{ps} < 0.02$ e $E(B-V)_{RC2}^{ps} = 0.05$ nos conduzem a resultados médios de avermelhamento galático próximos a esses vínculos. Comparando a Tabela 1.1 com os vínculos citados, pode-se concluir que o modelo de Burstein & Heiles (1978b, 1982) reproduz melhor os dados observacionais. Porém, seria importante fazer em futuros estudos testes destes modelos a partir do presente método espectroscópico visto que ele é um poderoso instrumento de obtenção direta do avermelhamento.

Outra abordagem é mudar o avermelhamento dos templates, obtendo templates que seguem os modelos extinção galática de de Vaucouleurs et al. (1976) ou o de Burstein & Heiles (1978b,1982).

Template	$E(B - V)_{ST}^{médio}$	$E(B - V)_{BH}^{médio}$	$E(B - V)_{ST}^{médio}$
E1	0.01	0.04	0.07
E2	0.01	0.02	0.08
E3	0.03	0.06	0.11
S4	0.02	0.04	0.10
S5	0.02	0.03	0.09
S6	0.00	0.01	0.07
S7	0.01	0.01	0.07

Tabela 4.7: Valores de avermelhamento médio para os templates segundo os modelos de ST, BH e RC2

Template	Δ_{BH-ST}	Δ_{RC2-ST}
E1	0.02	0.06
E2	0.01	0.07
E3	0.03	0.08
S4	0.02	0.07
S5	0.01	0.07
S6	0.01	0.07
S7	0.00	0.06

Tabela 4.8: Diferenças entre os avermelhamentos médios dos diferentes modelos para os templates

Para obter templates nos sistemas de Burstein & Heiles (1978b, 1982) ou de Vaucouleurs et al. (1976), a partir da correção de Sandage & Tammann já feita, foi necessário considerar o avermelhamento segundo estes três modelos para cada galáxia que integra os templates. Portanto teve-se que obter o avermelhamento médio sofrido pelo template devido a suas galáxias integrantes nos três modelos e a partir daí determinar as diferenças de excessos Δ_{RC2-ST} e Δ_{BH-ST} . Na Tabela 4.7, mostram-se valores de avermelhamento médios resultantes para os templates após determinar o avermelhamento para cada uma das galáxias individuais segundo os três modelos; é importante notar que para essas médias foram excluídas galáxias de latitudes muito baixas, já que os próprios modelos atribuem alta incerteza a essas regiões. As diferenças de avermelhamento Δ_{RC2-ST} e Δ_{BH-ST} resultaram das diferenças entre os avermelhamentos médios obtidos nos diferentes modelos, seus valores são mostrados na Tabela 4.8.

Resta a seguinte dúvida: será que a correção de avermelhamento sofrida pelo template devido

Object	$E(B-V)_{BH}$	$E(B-V)_{RC2}$
HS257	0.06	0.12
DB0507-6823	0.06	0.11
NGC1809	0.23	0.29
HS239	0.16	0.22
ESO118G34	-0.05	0.01
DEM225	-0.03	0.02
HS356	0.02	0.07
DEM329	-0.03	0.03
ESO119G48	0.03	0.08
ESO58G19	0.02	0.06
ESO55G33	-0.02	0.03
HS17	0.01	0.07
HS343A	0.20	0.26
ESO15G18	0.06	0.12
ESO33G11	0.01	0.07
ESO33G2	0.10	0.15
NGC2187	0.06	0.10
NGC1765	0.04	0.08
NGC1669	0.11	0.17
HS394	0.29	0.35
HS449	0.03	0.08
HS45	0.03	0.09
HS451	0.06	0.12
SL887	-0.01	0.05
HS423	0.07	0.13

Tabela 4.9: Valores de avermelhamento para as galáxias na direção da GNM transformados para os modelos de Burstein & Heiles (1978b, 1982) e de Vaucouleurs (1976)

Object	$E(B-V)_{BH}$	$E(B-V)_{RC2}$
SH13		
SH25	0.01	0.07
SH8	0.02	0.06
ESO28G12	0.01	0.07
SH18		
SH10	-0.04	0.00
DEM92	0.03	0.08
SH22	-0.03	0.03
HW60	-0.19	-0.13
NGC813	0.00	0.05
NGC643B	0.13	0.19
DBDEM92A	-0.06	0.00
ESO52G1	0.00	0.06
SH23	0.01	0.06
NGC406	0.20	0.26
IC5339	0.05	0.10
SH20	0.20	0.26
NGC802	0.00	0.06

Tabela 4.10: Valores de avermelhamento para as galáxias na direção da PNM transformados para os modelos de Burstein & Heiles (1978b, 1982) e de Vaucouleurs (1976)

aos avermelhamentos das galáxias individuais que o forma é igual àquela aplicada em um template corrigido por um avermelhamento médio oriundo da média dos valores de avermelhamento das galáxias individuais do template? Pela equação 4.4, tem-se que basicamente a correção por avermelhamento é feita por uma função exponencial, e para tal função sabemos que uma correção média não é igual a média de sucessivas correções, no entanto para esse caso em particular, ou seja, para o grau de precisão que temos na determinação do avermelhamento, pode-se mostrar que em primeira ordem essa aproximação é válida. Sendo assim as diferenças de avermelhamento Δ_{RC2-ST} e Δ_{BH-ST} podem ser aplicadas diretamente nos templates que já estão corrigidos por Sandage & Tammann (1981). Tais templates assim corrigidos seguem os modelos de de Vaucouleurs et al. (1976) e de Burstein & Heiles (1978b, 1982). Essas correções obviamente se transferem às galáxias observadas pela utilização dos templates correspondentes.

Nas Tabelas 4.9 e 4.10, são mostrados os valores de avermelhamento resultantes da adição das diferenças de avermelhamento Δ_{RC2-ST} e Δ_{BH-ST} ao valor inicial, segundo o modelo de Sandage & Tammann (1981), das galáxias da amostra na direção das Nuvens.

Os valores médios de extinção segundo os modelos já citados na direção da GNM (considerando apenas galáxias em regiões de coluna de HI menores que 80×10^{19} átomos cm^{-2}) e PNM respectivamente, são: (i) transformados para Burstein & Heiles (1978b,1982) $E(B-V)=0.02\pm 0.04$ e $E(B-V)=0.00\pm 0.03$, e (ii) transformados para RC2 $E(B-V)=0.07\pm 0.04$ e $E(B-V)=0.05\pm 0.03$, é importante destacar que na obtenção dos valores médios foram excluídas as galáxias inclinadas.

Nota-se que tanto para GNM como para PNM o valor de avermelhamento médio total obtido pelo método espectroscópico transformado ao modelo de Burstein & Heiles (1978b, 1982) são menores que os valores deduzidos a partir de estrelas frontais à GNM e dos aglomerados externos da PNM (seção 1.5). Em compensação os valores de avermelhamento médios totais no modelo de de Vaucouleurs (1976) excedem a estes vínculos. Isto indica que na capa polar sul galáctica devemos ter um avermelhamento galáctico médio que está entre os valores de avermelhamento $0.02 \leq E(B-V) \leq 0.05$, e que portanto é compatível com o valor de $E(B-V)^{ps} \approx 0.033$ estimado anteriormente neste trabalho.

Capítulo 5

Comentários Finais

5.1 Método espectroscópico × Contagens

A transparência da PNM obtida através da análise das observações espectroscópicas de parte da amostra de galáxias de "fundo" se contrapõe às altas extinções obtidas nas regiões centrais da PNM pelo método de contagens. A alta extinção nas regiões centrais pode ser interpretada, pelo menos em parte, como resultado da dificuldade de se identificar e contar galáxias de "fundo" em regiões de alta concentração de estrelas, aglomerados, associações e regiões HII da PNM. Outro possível efeito para explicar estas diferenças é que as galáxias centrais identificadas na PNM e que foram observadas espectroscopicamente, estão preferencialmente em zonas menos avermelhadas, o que sugere que a distribuição de poeira é discreta. De fato, a galáxia elíptica SH-20 nas partes centrais da PNM tem um valor de avermelhamento significativo que pode ser de origem frontal.

5.2 Conclusões

Para um melhor conhecimento das galáxias de "fundo" na região da PNM, bem como para a aplicação do método de contagens na mesma, é apresentado um novo catálogo de galáxias na direção da Pequena Nuvem de Magalhães (CGPNM), obtido a partir da unificação de dados existentes na literatura e da identificação de novas galáxias. O CGPNM contém 3037 galáxias na região que abrange as placas 28, 29, 30, 50, 51 e 52 do ESO/SERC atingindo a magnitude limite $B=20$. As contribuições para este número são: 183 galáxias conhecidas e com coordenadas determinadas, 205 galáxias identificadas com $V \leq 15$ em Hodge (1977) e galáxias brilhantes de Hodge & Snow (1975), 1032 galáxias marcadas (anônimas) com $V \leq 18$ em Hodge (1977) e 1655 galáxias novas. Gerou-se um catálogo homogêneo com designações, coordenadas precisas, tamanhos, ângulo de posição e tipo morfológico.

O método de contagens aplicado ao CGPNM permitiu inferir sobre a distribuição da extinção interna na PNM, alcançando-se extinções relativas a região de controle de $A_B=1.4$ a 2° do centro e com uma distribuição bem irregular.

Realizou-se um estudo espectroscópico baseado na comparação de espectros nucleares de galáxias observadas e templates de galáxias desvermelhadas, aplicado não somente à PNM, mas também à Grande Nuvem de Magalhães (GNM). Tal método revelou (dentro do limite de incerteza estimado em $\varepsilon_{E(B-V)} = \pm 0.02$) que a PNM é transparente (pelo menos nas direções observadas), e que a GNM possui na sua região mais central (com densidade de HI maior ou igual a $80 \times 10^{19} \text{ atomos cm}^{-2}$) uma extinção média de $E(B-V) \approx 0.10$ com uma importante dispersão real, a qual sugere uma distribuição discreta para as nuvens de poeira.

Para PNM, os resultados de contagens e espectroscópicos tomados conjuntamente sugerem que: (i) a alta concentração de estrelas e objetos estendidos da PNM afetam significativamente a

detecção de galáxias, e/ou (ii) a amostra espectroscópica se encontra preferencialmente em regiões menos avermelhadas pela poeira, com a possível exceção de SH-20.

Através da análise foi possível inferir que o valor mais apropriado para a extinção nas calotas polares é intermediário entre os previstos pelos modelos de Burstein & Heiles (1978b,1982) e o do RC2 (de Vaucouleurs 1976), e que o de Sandage & Tammann (1981) a subestima.

A amostra de galáxias com velocidade radial na direção das Nuvens de Magalhães aumentou significativamente no presente trabalho, mas ainda é relativamente pequena comparada com a quantidade de galáxias que pode ser observada com telescópios de médio porte. A amostra atual já sugere interessante estrutura na região.

5.3 Perspectivas

O presente trabalho com as suas conclusões reforçam a necessidade de um estudo da distribuição de extinção na Grande Nuvem de Magalhães (GNM). Sobretudo porque ela apresenta mais extinção interna do que a Pequena Nuvem de Magalhães (PNM) e também porque cobre uma área maior no céu. As diretrizes para o estudo na GNM já foram traçadas neste trabalho, sendo que o caminho será aplicar o método de contagens de galáxias "de fundo" e o método espectroscópico.

Para tanto novamente será necessário criar um catálogo de galáxias "de fundo" agora na direção da GNM. E a partir dele através do método de contagens determinar a distribuição de extinção na GNM.

Com o método espectroscópico, que já foi aplicado neste trabalho para algumas galáxias da GNM, poderá se fazer um mapeamento mais detalhado da extinção através da obtenção de mais espectros de galáxias "de fundo" na direção não só da GNM como também da PNM. Além disso este método poderá se tornar independente dos atuais modelos de extinção galáctica, através da construção de novos templates com galáxias em altas latitudes. Sendo assim este método se constituirá numa útil ferramenta na determinação da extinção sofrida não só pelas galáxias que estão atrás das Nuvens, mas em todo o céu.

Também com uma maior quantidade de espectros de galáxias "de fundo" na direção das Nuvens será possível estudar melhor a estrutura do Universo nessa região, que até agora foi pouco explorada.

Outro campo que também pode ser explorado, é estudar através de espectros de alta resolução a existência de correlação entre a linha de absorção interestelar NaI das Nuvens que encontra-se nos espectros das galáxias "de fundo" e a extinção que elas sofrem, determinando-se assim mais um método para obtenção da extinção que atua nas galáxias que estão nessa direção.

Finalmente, tendo em vista a nova geração de grandes telescópicos com participação do Brasil (Gemini e SOAR), um estudo importante seria utilizar a alta resolução angular e capacidade de captação de luz, para obter imagens de boa resolução para identificar galáxias nas zonas em que as contagens sugerem alta extinção, e observar espectros destas galáxias. Isto poderia testar as hipóteses levantadas no presente trabalho para explicar as diferenças nos resultados de contagens e espectroscópicos.

Apêndice A

Catálogo de estrelas guia (GSC)

A.1 Introdução

O Catálogo de estrelas guia ("Guide Star Catalog- GSC) foi construído para servir de suporte operacional para o telescópio espacial Hubble, e contém um total de 1.9×10^7 estrelas e outros objetos em todo o céu. Os dados do GSC estão baseados no conjunto de placas dos "surveys" tomados com o telescópio Schmidt do Reino Unido (UKST). Em particular para o hemisfério celeste Sul foi utilizado o conjunto de placas J(filtro B) tomadas com o telescópio Schmidt UK SERC 1.2m em Siding Spring (Austrália) que são parte do Atlas ESO/SERC do céu. Para a região das Nuvens de Magalhães foram tomadas placas suplementares "Short V", usando filtro V e curta exposição.

A.2 Organização do GSC:

O GSC está organizado na forma de diretórios em um CD-ROM fornecido pela NASA ("The Guide Star Catalog version 2.0"), os quais representam "grandes regiões" e dentro destes estão os arquivos "pequenas regiões" onde estão os dados referentes aos objetos estelares e não-estelares detectados nessa "pequena região".

A.2.1 "grandes regiões":

O céu foi dividido em grandes regiões, com as seguintes delimitações:

1. Declinação em intervalos de $7^\circ.5$ começando em $\delta = +90^\circ$.
2. Em cada banda de declinação as subdivisões em ascensão reta seguem $360^\circ/N$, onde N é o inteiro mais próximo de $48 \cos \delta_0$, δ_0 sendo o centro da banda de declinação.

Há 732 grandes regiões no GSC.

A.2.2 "pequenas regiões":

Cada grande região é dividida em pequenas regiões espaçadas em α e δ , totalizando um número n que depende da densidade de estrelas. Utilizando-se do modelo galático Padrão (Bahcall & Soneira 1980) para a densidade de estrelas galáticas ρ_G na grande região, pode-se calcular a profundidade de subdivisão de modo a obter aproximadamente o mesmo número de estrelas galáticas em cada pequena região:

$$n = \max \left(2, \min \left(4, \text{int} \left[(\rho_G A / N)^{\frac{1}{2}} \right] \right) \right)$$

Quadrantes	α_{2000}	δ_{2000}	Quadrantes	α_{2000}	δ_{2000}
28ne	23:46:58	-70:40:57	50ne	00:19:21	-68:45:10
28nw	23:43:38	-73:32:29	50nw	23:49:14	-68:40:47
28se	00:22:48	-75:43:54	50se	00:21:19	-70:45:50
28sw	23:40:14	-75:41:30	50sw	23:46:58	-70:40:57
29ne	01:25:53	-73:39:18	51ne	01:09:43	-68:37:23
29nw	00:47:29	-73:38:24	51nw	00:40:21	-68:36:01
29se	01:27:59	-75:42:47	51se	01:10:01	-70:46:47
29sw	00:46:26	-75:37:06	51sw	00:38:05	-70:49:54
30ne	02:31:34	-73:43:38	52ne	02:01:02	-68:40:23
30nw	01:52:54	-73:36:18	52nw	01:32:26	-68:39:13
30se	02:33:07	-75:45:35	52se	02:00:38	-70:48:43
30sw	01:52:43	-75:44:15	52sw	01:30:39	-70:43:49

Tabela A.1: Relação dos quadrantes definidos para os mapas de identificação com as coordenadas do centro.

onde A é a área em graus quadrados da grande região a ser subdividida, $N=2000$ é o número de estrelas desejadas por pequena região, int é a função que dá o inteiro mais próximo do conteúdo entre colchetes e \max e \min são funções que dão os valores máximo e mínimo das duas expressões que as sucedem.

Os valores de n estão limitados entre 2 (4 pequenas regiões) nos pólos galáticos e 4 (16 pequenas regiões) no plano galático. O limite superior ($n=4$) corresponde a densidade de $\rho_{\max} \approx 500$ estrelas por grau quadrado.

Há 9537 pequenas regiões no GSC.

A.2.3 Região da Pequena Nuvem de Magalhães

A organização do GSC na região onde se encontra a Pequena Nuvem de Magalhães (PNM) é a seguinte:

Em $\delta_0 = -71^\circ 15'$, tem-se $N = \text{int}(48 \cos \delta_0) = 15$, o que implica:

$\delta \times \alpha : 7^\circ.5 \times 24^\circ$ para as dimensões das "grandes regiões": 707, 706 e 720.

$\delta \times \alpha : 2^\circ.5 \times 8^\circ$ para as dimensões das "pequenas regiões": 9134 até 9151 e 9337 até 9345.

Em $\delta_0 = -78^\circ 45'$, tem-se $N = \text{int}(48 \cos \delta_0) = 9$, o que implica:

$\delta \times \alpha : 7^\circ.5 \times 40^\circ$ para as dimensões das "grandes regiões": 707, 706 e 720.

$\delta \times \alpha : 1^\circ.9 \times 10^\circ$ para as dimensões das "pequenas regiões": 9346 até 9377 e 9474 até 9486.

A.3 O uso do GSC neste trabalho

Usando-se a rotina SKYMAP do IRAF, gerou-se a partir dos dados do GSC disponíveis em CD-ROM mapas de identificação em escala aproximada com as placas do ESO/SERC que cobriam a região da PNM. As placas 28, 29, 30, 50, 51 e 52 foram divididas em quatro quadrantes cada uma e para cada quadrante produziu-se um mapa GSC com todos os objetos estelares que estavam ali contidos, totalizando 24 mapas. Os mapas de identificação apresentavam um tamanho uniforme de 3.02° , na Tabela A.1 mostra-se os centros adotados para cada quadrante.

Na figura A.1, exemplifica-se um mapa de identificação, onde os círculos abertos representam as estrelas do GSC e os pontos pretos galáxias.

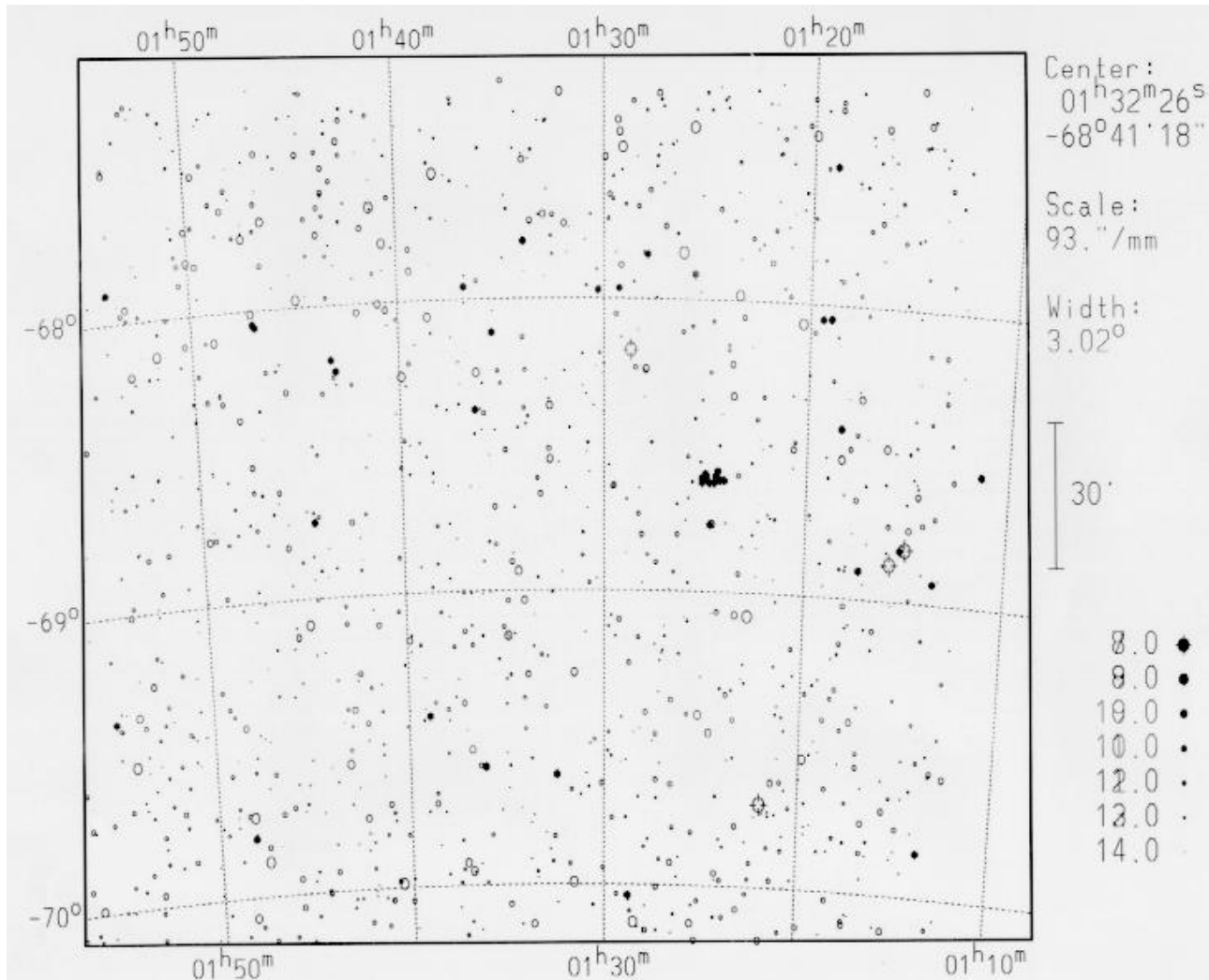


Figura A.1: Mapa de Identificação do GSC correspondente ao quadrante noroeste da placa 52 do ESO/SERC (52nw).

Apêndice B

Atlas de placas Schmidt digitalizadas do céu

O Atlas de placas Schmidt digitalizadas do céu ("Digitized Sky Survey", DSS) constitui-se num conjunto de imagens digitalizadas do céu acessíveis pela INTERNET no endereço do "Canadian Astronomy Data Centre" (CADC):

"<http://cadwww.dao.nrc.ca/dss/>".

Tais imagens foram utilizadas neste trabalho como guia na identificação de galáxias de Hodge(1977) junto com as placas do ESO/SERC e os mapas de identificação do GSC, e também serviu como fonte para obtenção de coordenadas das galáxias.

Na forma em que se encontra disponível no CADC, para se obter uma imagem digitalizada de um campo de interesse basta entrar com as coordenadas centrais e sua época de precessão e o tamanho do campo. A imagem do campo selecionado é remetida e se pode recuperá-la em formatos "FITS" ou "GIF". A grande vantagem deste endereço em relação a outros é o fato de a imagem aparecer com a grade de coordenadas J2000.

Para o uso neste trabalho, a região de interesse (placas 28, 29, 30, 50, 51 e 52 do ESO/SERC) foi dividida em células de $40' \times 40'$, construindo-se um atlas de imagens digitalizadas para a PNM.

Foram tomadas um total de 437 imagens digitalizadas, com um consumo total de tempo somente para transmissão da imagem de 2622 minutos ou 43.7 horas. Posteriormente as imagens ainda foram tratadas através do programa "Xview" para melhorar os níveis de cor.

Na Figura B.1 mostra-se um exemplo de imagem digitalizada.

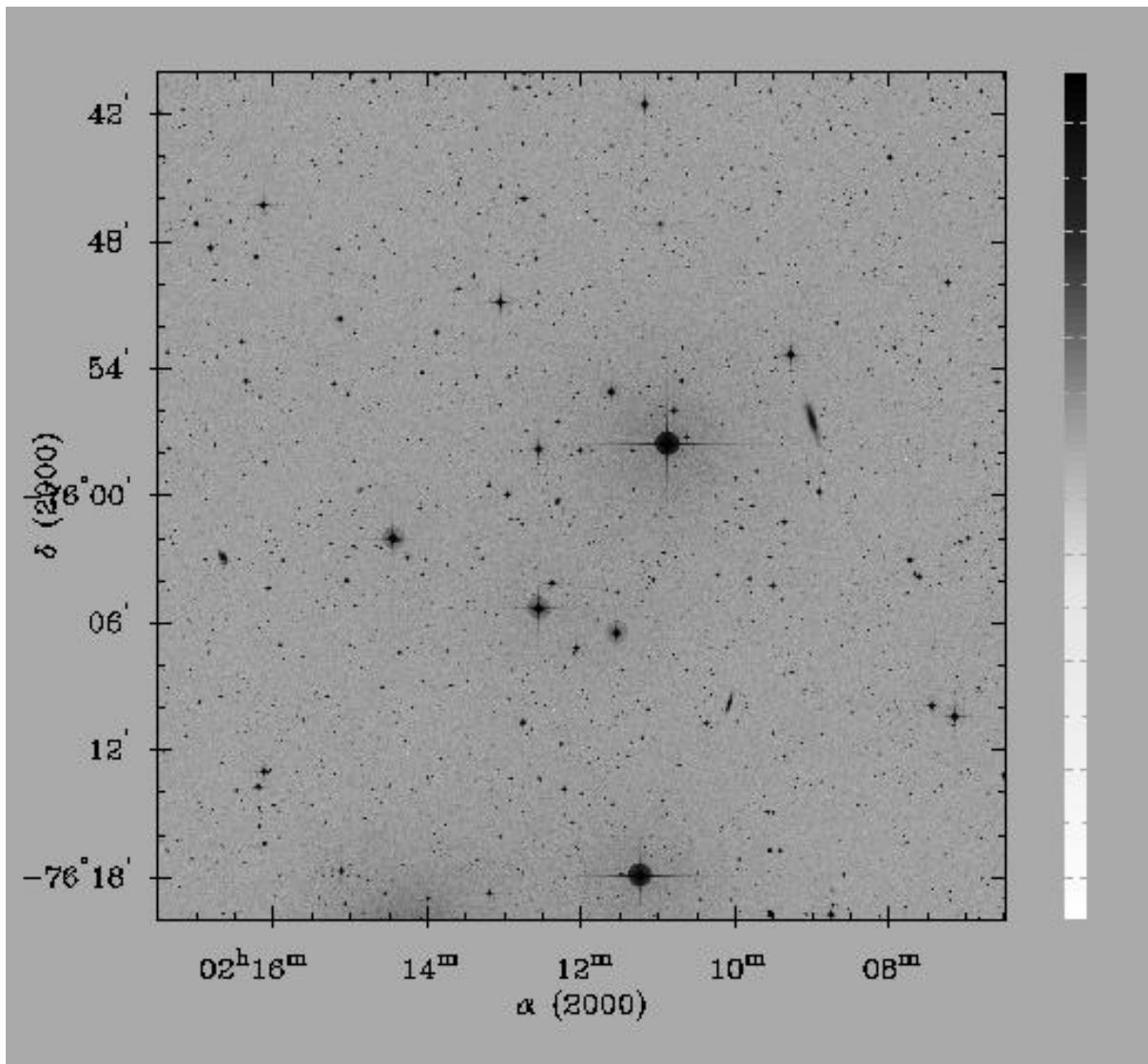


Figura B.1: Imagem digitalizada do DSS integrante número 57 do atlas digitalizado de imagens da PNM

Apêndice C

COSMOS

A COSMOS¹ "(COordinates, Sizes, Magnitudes, Orientations, and Shapes)" é uma máquina de digitalização no "Royal Observatory Edinburgh"(ROE), a partir da qual foi digitalizado o hemisfério Sul celeste inteiro com base nos "surveys" fotográficos IIIa-J e "Short Red" tomados com o "UK Schmidt Telescope"(UKST). Utilizando as placas digitalizadas foi preparado um catálogo com cerca de 500 milhões de objetos e um catálogo de aglomerados de galáxias derivado das galáxias contidas no catálogo de objetos.

O UKST "survey" é organizado dentro de 894 campos com área de 6×6 graus quadrados centrados de 5° em 5° , veja Figura C.1. Os dados do catálogo são obtidos da digitalização das cópias de vidro das placas do ESO/SERC J e EJ, cobrindo campos de declinação de -90° a 0° excluindo a região dentro de 10° do Plano Galático e as Nuvens de Magalhães. Estas regiões excluídas são cobertas pelas placas vermelhas de curta exposição UKST (Short Red).

Os dados do catálogo de objetos estão disponíveis na INTERNET no endereço do Royal Observatory Edinburgh Naval Research Laboratory (ROE/NRL):

"[http : //xweb.nrl.navy.mil/wwrsearch/RSform.html](http://xweb.nrl.navy.mil/wwrsearch/RSform.html)".

Nesse endereço entrando com as coordenadas e tamanho do campo de interesse, obtém-se uma lista dos objetos detectados nesse campo, particularmente escolheu-se como classes para estes objetos: galáxias, objetos fracos e incertos. A partir dessas informações preliminares é obtida uma lista de objetos de acordo com as classes especificadas e com uma série de informações , entre elas a magnitude. Este recurso foi utilizado para obter as magnitudes B para as galáxias conhecidas da placa 52 do ESO/SERC com o objetivo de determinar uma curva de calibração entre as magnitudes do COSMOS e do ESO-LV e determinar a magnitude limite do CGPNM.

¹A máquina COSMOS esteve em operação no ROE até dezembro de 1993, quando foi substituída pela máquina de digitalização de placas fotográficas SuperCOSMOS que é 10 vezes mais poderosa que a sua antecessora.

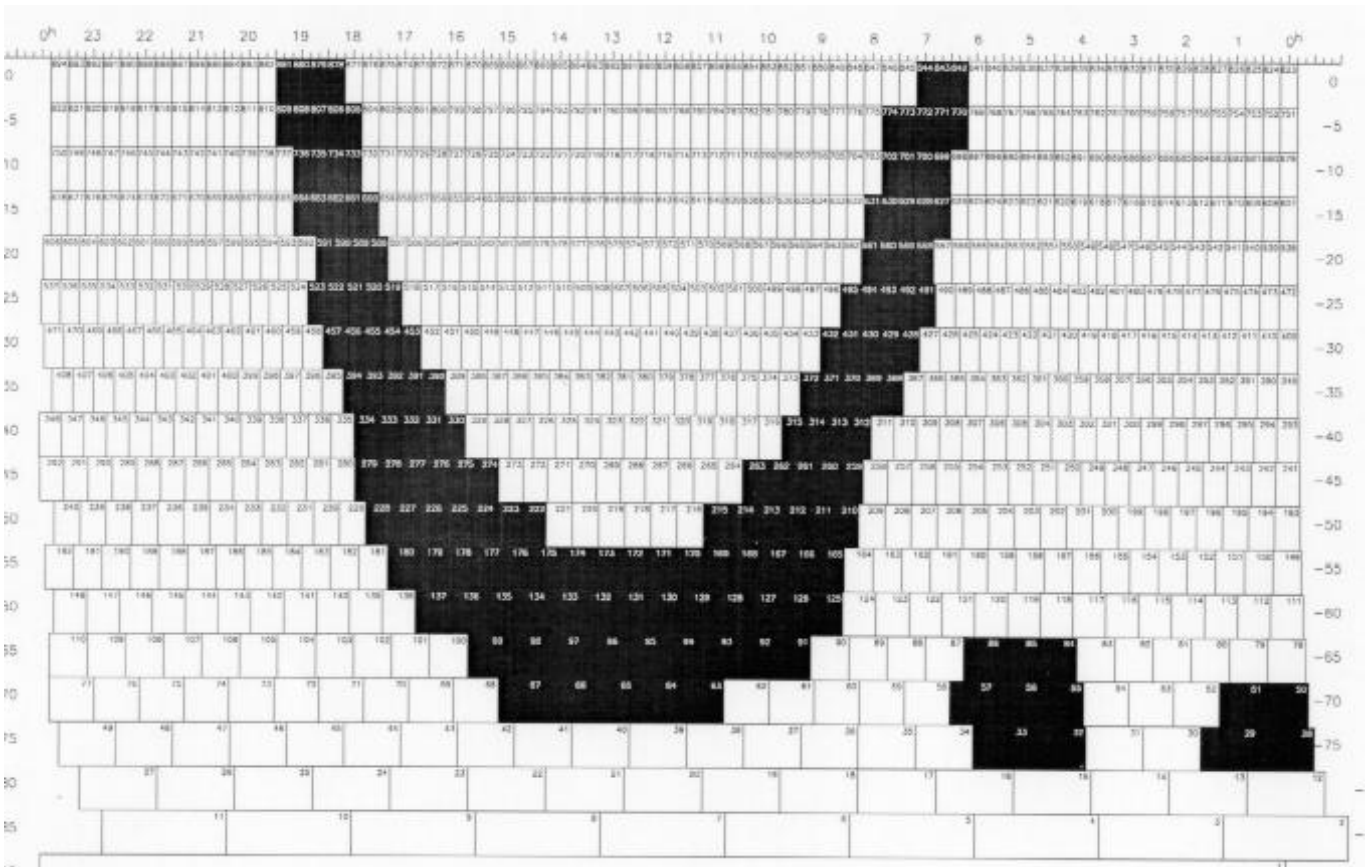


Figura C.1: Distribuição do conjunto de placas do ESO/SERC adotadas pelo COSMOS, sendo as placas hachuradas zonas evitadas neste survey em banda B. Nos eixos têm-se $\alpha(1950)$, horizontal, e $\delta(1950)$, vertical.

Apêndice D

Placas do ESO/SERC

O conjunto de placas do ESO/SERC(formado por 894 placas que cobrem todo o hemisfério sul celeste, ver Figura C.1) são placas fotográficas tomadas com um telescópio Schmidt UK SERC de 1.2m em Siding Spring, Austrália. Tais placas estão centradas de 5° em 5° cobrindo um campo de $6^\circ.4$, permitindo assim uma boa superposição entre as placas, o que auxilia na determinação de soluções fotométricas e astrométricas. As placas foram tomadas nos filtros B e R.

A área de interesse neste trabalho é coberta pelas placas 28, 29 ,30, 50, 51 e 52. Interessante notar que esta é quase a mesma área adotada por Tucholke et al. (1996) no seu catálogo de estrelas na direção das Nuvens de Magalhães, particularmente para a Pequena Nuvem, eles adotaram 5 destas 6 placas, deixando de fora apenas a placa 30. Na Tabela D.1 são dadas as coordenadas equatoriais e galáticas dos centros destas placas:

Placa	$\alpha(1950)$	$\delta(1950)$	$\ell(^{\circ})$	$b(^{\circ})$
28	$00^h:03^m$	$-74^{\circ}:43'$	307	-42
29	$01^h:07^m$	$-74^{\circ}:44'$	302	-42
30	$02^h:12^m$	$-74^{\circ}:46'$	296	-41
50	$00^h:03^m$	$-69^{\circ}:43'$	309	-47
51	$00^h:54^m$	$-69^{\circ}:44'$	303	-47
52	$01^h:45^m$	$-69^{\circ}:45'$	296	-47

Tabela D.1: Coordenadas equatoriais e galáticas das placas 28, 29, 30, 50, 51 e 52 do ESO/SERC

Apêndice E

IRAF versão 2.10

O IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) é um produto da "National Optical Astronomy Observatories" (NOAO) e foi desenvolvido pela comunidade astronômica para ser usado em tudo que se refere ao processamento de imagens e espectros. O IRAF é formado por um conjunto de pacotes, onde cada pacote reúne um conjunto de programas ou comandos de função similar. Um pacote importante incorporado nessa versão é o STSDAS, desenvolvido pelo "Space Telescope Science Institute" para analisar os dados do telescópio espacial Hubble.

A seguir destacam-se os pacotes de cujas rotinas se mostraram úteis neste trabalho:

dataio → conversão de formato dos arquivos contendo os dados dos espectros observados.

images → todas operações feitas com os espectros bidimensionais (operações aritméticas, combinação, cópia e remoção desses arquivos, exibição)

noao → todo o processo de redução dos dados: correção do espectro bidimensional por "pixeis" defeituosos, pelo nível zero de detecção e pela sensibilidade espectral do CCD utilizado, extração do espectro unidimensional, correção do espectro unidimensional por extinção atmosférica, calibração em fluxo e comprimento de onda do espectro unidimensional, combinação de espectros do mesmo objeto. Sendo também utilizado na medição do deslocamento para o vermelho dos espectros.

tables → criação arquivos, ou melhor, tabelas no formato STSDAS e manipulação matemática, e/ou de edição dessas tabelas.

skymap → visualização através de mapas de objetos do Catálogo de estrelas guia (GSC) do telescópio espacial Hubble, bem como qualquer lista de objetos cujo arquivo esteja no formato STSDAS.

Maiores informações podem ser obtidas nos arquivos de ajuda do IRAF.

Apêndice F

CGPNM

Nas páginas a seguir é apresentado o Catálogo de Galáxias na direção da PNM (CGPNM), na sua versão integral. As colunas seguem a disposição descrita na seção 2.6.

Referências Bibliográficas

- [1] ARP, H. C.; MADORE, B. F. **A Catalogue of southern peculiar galaxies and associations.** Cambridge: Cambridge University Press, 1987.
- [2] BAHCALL, J. N.; SONEIRA, R. M. The universe at faint magnitudes. I . Models for the galaxy and the predicted star counts. **Astrophys. J. Suppl. Ser.**, Chicago, v. 44, n. 1, p. 73-110, Sept. 1980.
- [3] BARNARD, E. E. **Atlas of selected regions of the Milky Way.** Washington: Carnegie Institute, 1927.
- [4] BICA, E.; ALLOIN, D. A base of star clusters for stellar population synthesis. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 162, n. 1/2, p. 21-31, July 1986.
- [5] BICA, E.; ALLOIN, D. Analysis of absorption line spectra in a sample of 164 galactic nuclei. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 70, n. 2, p. 281-301, Aug. 1987.
- [6] BICA, E. Population synthesis in galactic nuclei using library of star clusters. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 195, n. 1/2, p. 76-92, Apr. 1988.
- [7] BICA, E.; SCHMITT, H. R. A revised and extended catalog of Magellanic system: clusters, associations, and emission nebulae I. Small Magellanic Cloud and bridge. **Astrophys J. Suppl. Ser.**, Chicago, v. 101, n. 1, p. 41-85, Nov. 1995.
- [8] BURSTEIN, D.; HEILES, C. A new method for determining the reddenings of extragalactic objects. **Astrophys. Lett.**, London, v. 19, n. 3, p. 69-73, Mar. 1978a.
- [9] BURSTEIN, D.; HEILES, C. HI, galaxy counts, and reddening variation in the gas-to-dust ratio, the extinction at high galactic latitude, and a new method for determining galactic reddening. **Astron. J.**, New York, v. 225, n. 1, p. 40-55, Oct. 1978b.
- [10] BURSTEIN, D.; HEILES, C. Reddening derived from HI and galaxy counts: accuracy and maps. **Astron. J.**, New York, v. 87, n. 8, p. 1165-1189, Aug. 1982.
- [11] BURSTEIN, D.; HEILES, C. Reddening estimates for galaxies in the Second reference catalog and the Uppsala general catalog. **Astron. J.**, Woodbury, v. 54, n. 1, p. 33-79, Jan. 1984.
- [12] DA COSTA, L. N. et al. The southern sky redshift survey. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 327, n. 2, p. 544-560, Apr. 1988.
- [13] DE VAUCOULEURS, G.; DE VAUCOULEURS, A., CORWIN, H. G. **Second reference catalogue of bright galaxies.** Austin: University of Texas Press, 1976.
- [14] DE VAUCOULEURS, G.; DE VAUCOULEURS, A., CORWIN, H.G. **Third reference catalogue of bright galaxies.** New York: Springer-Verlag, 1991.

- [15] DICKMAN, R. L. Star counts and visual extinction in dark nebulae. **Astron. J.**, New York, v. 83, n. 2, p. 363-372, Apr. 1978.
- [16] DULEY, W. W. **Dust in the universe**. Cambridge: Cambridge University Press, 1988.
- [17] FAIRALL, A. P. 150 southern compact and bright-nucleus galaxies. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 180, n. 3, p. 391-400, Aug. 1977.
- [18] FAIRALL, A. P. Spectroscopic survey of southern compact and bright-nucleus galaxies. II. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 188, n. 3, p. 349-356, Aug. 1979.
- [19] FAIRALL, A. P. Spectroscopic survey of southern compact and bright-nucleus galaxies. III. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 192, n. 3, p. 389-397, Aug. 1980.
- [20] FAIRALL, A. P. Spectroscopic survey of southern compact and bright-nucleus galaxies. IV. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 196, n. 3, p. 417-424, Aug. 1981.
- [21] FAIRALL, A. P. Spectroscopic survey of southern compact and bright-nucleus galaxies. V. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 203, n. 1, p. 47-54, Apr. 1983.
- [22] FAIRALL, A. P. Spectroscopic survey of southern compact and bright-nucleus galaxies. VI. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 210, n. 1, p. 69-77, Sept. 1984.
- [23] FAIRALL, A. P. Spectroscopic survey of southern compact and bright-nucleus galaxies. VII. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 233, n. 4, p. 691-696, Aug. 1988.
- [24] FEITZINGER, J. V.; GALINSKY Th. A catalogue of dwarf galaxies south of $\delta = -17.5$ deg. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Les Ulis, v. 61, n. 3, p. 503-515, Sept. 1985.
- [25] GOUDFROOIJ, P. et al. Interstellar matter in Shapley-Ames elliptical galaxies. II. The distribution of dust and ionized gas. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 105, n. 2, p. 341-383, June 1994.
- [26] GREGORIO-HETEM, J. C.; SANZOVO, G. C.; LÉPINE, J. R. D. Star counts and IRAS sources in southern dark clouds. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 76, n. 2, p. 347-363, Dec. 1988.
- [27] GURWELL, M.; HODGE, P. Galaxies behind the Large Magellanic Cloud. **Publ. Astron. Soc. Pac.**, San Francisco, v. 102, n. 654, p. 849-853, Aug. 1990.
- [28] HODGE, P. W.; SEXTON, J. A. 457 new star clusters of the Large Magellanic Cloud. **Astron. J.**, New York, v. 71, n. 1, p. 363-368, June 1966.
- [29] HODGE, P. W.; WRIGHT, F. W. Catalog of 86 new star clusters in the Small Magellanic Cloud. **Astron. J.**, New York, v. 79, n. 2, p. 858-859, Aug. 1974.
- [30] HODGE, P. W. The transparency of the Small Magellanic Cloud. **Astrophys J.**, Chicago, v. 192, n. 1, p. 21-28, Aug. 1974.
- [31] HODGE, P. W.; SNOW, T.P. Finding list of bright galaxies behind the SMC. **Astron. J.**, New York, v. 80, n. 1, p. 9-10, Jan. 1975.
- [32] HUBBLE, E. Extragalactic nebulae. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 64, n. 2, p. 321-369, Dec. 1926.

- [33] HUBBLE, E. The distribution of extragalactic nebulae. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 79, n. 1, p. 8-76, May 1934.
- [34] KRAAN-KORTEWEG, R. C. et al. Discovery of a nearby spiral galaxy behind the Milky Way. **Nature**, London, v. 372, n. 6501, p. 77-79, Nov. 1994.
- [35] MACGILLIVRAY, H. T. Obscuration in and around the Small Magellanic Cloud. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 170, n. 1, p. 241-250, Feb. 1975.
- [36] MASSA, D.; SAVAGE, B. D.; FITZPATRICK E. L. Peculiar ultraviolet interstellar extinction. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 266, n. 2, p. 662-683, Mar. 1983.
- [37] OESTREICHER, M. O.; GOCHERMANN, J.; SCHMIDT-KALER, T. The reddening distribution in the foreground of the Large Magellanic Cloud. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Les Ulis, v. 112, n. 3, p. 495-511, Sept. 1995.
- [38] OESTREICHER, M. O.; SCHMIDT-KALER, Th. The dust distribution inside the Large Magellanic Cloud. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 117, n. 2, p. 303-312, June 1996.
- [39] PEI, Y. C. Interstellar dust from the Milky Way to the Magellanic Clouds. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 395, n. 1, p. 130-139, Aug. 1992.
- [40] PELLEGRINI, P. S. et al. Distribution of galaxies in the southern galactic cap. **Astron. J.**, Woodbury, v. 99, n. 3, p. 751-768, Mar. 1990.
- [41] SANDAGE, A. The redshift-distance relation. V. Galaxy colors as functions of galactic latitude and redshift: observed colors compared with predicted distributions for various world models. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 183, n. 3, p. 711-730, Aug. 1973.
- [42] SANDAGE, A.; TAMMAN, G. **A revised Shapley-Ames catalog of bright galaxies.** Washington: Carnegie Institute of Washington, 1981.
- [43] SEATON, M. J. Interstellar extinction in the UV. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 187, n. 2, p. 73p-76p, June 1979.
- [44] SHAPLEY, H.; LINDSAY, E. M. A catalogue of clusters in the LMC **Irish Astrophys. J.**, Dublin, v. 6, n. 1, p. 74, June 1963.
- [45] TUCHOLKE, H. J.; de BOER, K. S.; SEITTER, W. C. The Magellanic catalogue of stars. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Les Ulis, v. 119, n. 1, p. 91-98, Oct. 1996.
- [46] TRUMPLER, R. J. Absorption of light in the galactic system. **Publ. Astron. Soc. Pac.**, San Francisco, v. 42, n. 248, p. 214-227, Aug. 1930a.
- [47] TRUMPLER, R. J. Spectrophotometric measures of interstellar light absorption. **Publ. Astron. Soc. Pac.**, San Francisco, v. 42, n. 249, p. 267-274, Oct. 1930b.
- [48] WESSELINK, A. J. The dust content of the Small Magellanic Cloud from counts of nebulae. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 122, n. 6, p. 503-507, Mar. 1961.
- [49] WHITTET, D. C. B. **Dust in the galactic environment.** Bristol: Institut of Physics Publishing, 1992.