

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

Distribuição de Extinção na Galáxia e nas Nuvens de Magalhães *

Carlos Maximiliano Dutra

Tese realizada sob orientação do Dr. Eduardo L. D. Bica e apresentada ao Instituto de Física da UFRGS em preenchimento parcial dos requisitos para a obtenção do título de doutor em Física.

Porto Alegre
2001

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

Às três mulheres da minha vida, explico... minha Mãe, Deisi e Mariana
Por preencher a minha vida com tudo aquilo que existe além da Astronomia.

Ao Dr. Eduardo Bica
Pela amizade e orientação

Agradecimentos

- A Deus por eu ter nascido, ter saúde e pessoas que gostam de mim.
- A minha mãe e à Deisi pelo apoio logístico e moral.
- À Mariana por ser minha filha.
- Ao Dr. Eduardo Bica por acreditar em mim.
- Ao Dr. Juan J. Clariá e à Andrea Ahumada pela colaboração nas observações durante os turnos no CASLEO-AR e nos trabalhos científicos realizados.
- Aos funcionários do Observatório CASLEO, San Juan - Argentina, pela hospitalidade e serviços prestados durante os turnos de observação neste observatório.
- A todos os colaboradores que auxiliaram nos trabalhos científicos desenvolvidos durante a Tese.
- Aos colegas de profissão e de convívio no laboratório de Astrofísica: Márcio, Henrique, Edu, Nelson, Fausto, Ângelo, Leandro, Jules, Daniela, Bárbara, Daiana, Rodrigo, Máximo, enfim todo mundo.
- A todos professores do Departamento de Astronomia, pelo convívio harmonioso e instrutivo.
- Aos demais colegas da Pós Graduação e professores do Instituto de Física.
- 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 .
- À turma do futebol, pelos momentos de descontração .
- Aos bancos de imagens e/ou dados disponíveis na INTERNET Astro-ph, NED, LEDA, 2MASS, Webda, CDS e Digitized Sky Survey e seus administradores por facilitarem o acesso aos dados usados no desenvolvimento deste trabalho. Em especial a David J. Schlegel por disponibilizar na INTERNET seus mapas de avermelhamento.
- Às agências financiadoras CNPq e VITAE (Brasil) e CONICET e Fundación Antorchas (Argentina), em especial ao CNPq pelo apoio financeiro.
- À CPG-Física e CNPq pelos auxílios viagem concedidos para participação de congressos, escolas e turnos de observação .

Resumo

O estudo da distribuição de extinção na Galáxia e nas Nuvens de Magalhães é feito através da análise dos mapas de avermelhamento derivados da emissão $100\ \mu\text{m}$ da poeira $E(B-V)_{FIR}$ de Schlegel et al. (1998). Comparamos valores de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ com os derivados do conteúdo estelar de 103 aglomerados abertos velhos e 150 aglomerados globulares da Galáxia. As diferenças entre os dois avermelhamentos, quando significativas, ocorrem principalmente em baixas latitudes galácticas, no sentido de que os valores $E(B-V)_{FIR}$ são mais altos devido à contribuição do fluxo $100\ \mu\text{m}$ da poeira que se encontra atrás dos aglomerados. As diferenças também podem surgir por um valor de $E(B-V)_{FIR}$ superestimado devido aos grãos de poeira terem temperatura $T > 21\ \text{K}$ o que parece ocorrer principalmente na direção do Centro da Galáxia. Construimos um catálogo geral de nebulosas escuras unificando ≈ 15 catálogos da literatura reunindo ≈ 6300 itens. Após cruzamentos, o catálogo unificado contém 4956 nebulosas escuras. Medimos valores de $E(B-V)_{FIR}$ no centro destas nebulosas escuras e amostramos seus arredores. Encontramos contraste preferencialmente para nebulosas escuras a médias e altas latitudes galácticas. Nebulosas escuras próximas ao Plano Galáctico apresentam flutuações maiores nos valores de $E(B-V)_{FIR}$ nos arredores, devido às contribuições de densidade de coluna de poeira das nebulosas e meio difuso acumulados em profundidade ao longo da linha de visada. Utilizamos a fotometria JHK_s do 2MASS para obter mapas de extinção em regiões candidatas a regiões de baixa extinção (janelas) na direção do Bojo Galáctico. Confirmamos a existência das janelas e encontramos uma grande semelhança entre os mapas de extinção na banda K derivados a partir do conteúdo estelar e os derivados da emissão da poeira. Tal semelhança na distribuição do avermelhamento nos mapas se deve à maior parte das nuvens de poeira estar localizada entre nós e as estrelas do Bojo. Realizamos a busca de aglomerados infravermelhos jovens compactos (semelhantes aos aglomerados Arches e Quintuplet) próximo ao Centro Galáctico utilizando o Atlas de imagens JHK_s do 2MASS. Encontramos 58 candidatos a aglomerados, importantes alvos para grande telescópios. Nas direções das Nuvens de Magalhães, testamos os valores de $E(B-V)_{FIR}$ nas linhas de visada de galáxias de fundo comparando esses valores com os avermelhamentos derivados através dos espectros observados das galáxias. A obtenção do avermelhamento foi feita comparando a distribuição de contínuo dos espectros das galáxias observadas na direção das Nuvens com o contínuo de espectros médios de semelhante população estelar (formados por galáxias em altas latitudes galácticas) corrigidos por extinção. O avermelhamento foi derivado para 36 galáxias projetadas sobre as Nuvens de Magalhães e obtivemos um avermelhamento médio total (galáctico + interno) de $E(B-V) = 0.12$ para a Grande Nuvem e $E(B-V) = 0.05$ para Pequena Nuvem, sendo o avermelhamento interno estimado em $E(B-V)_i = 0.06$ e $E(B-V)_i = 0.04$ para Grande e Pequena Nuvem respectivamente. Para 86 % da amostra obtivemos uma boa concordância entre os valores de avermelhamento espectroscópicos e os derivados da emissão da poeira. Os casos de diferenças significativas foram interpretados como devidos à distribuição de

poeira ter uma escala menor que a resolução dos mapas de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ ou ao superaquecimento da poeira, como ocorre principalmente na direção do Centro Galáctico. As presentes análises da extinção através da Galáxia e das Nuvens de Magalhães fornecem evidências da importância, utilidade e algumas limitações dos mapas de poeira de Schlegel et al. (1998) para estudos galácticos e extragalácticos.

Abstract

We study the extinction distribution in the Galaxy and Magellanic Clouds by means of the analysis of the $100\mu\text{m}$ dust emission reddening ($E(\text{B-V})_{FIR}$) maps from Schlegel et al. (1998). We compare $E(\text{B-V})_{FIR}$ reddening values with those derived from the stellar content of 103 old open clusters and 150 globular clusters in the Galaxy. Differences detected between the two reddening values occur mainly for low galactic latitudes, in the sense of higher $E(\text{B-V})_{FIR}$ values due to the contribution of background dust clouds for the $100\mu\text{m}$ emission. The difference could arise from overestimated $E(\text{B-V})_{FIR}$ values due to dust heated beyond the limiting temperature $T=21\text{ K}$ considered in the dust emission maps. This appears to occur in the directions close to the Galactic Centre. We built a general catalogue of dark nebulae by unifying ≈ 15 catalogues from the literature totaling ≈ 6300 entries. After cross-identification, the unified catalogue contains 4956 dark nebulae. By measuring the $E(\text{B-V})_{FIR}$ value in a dark cloud centre and surroundings, we found a significant contrast mainly for high galactic latitude dark clouds. Dark clouds close to the Galactic Plane can present large $E(\text{B-V})_{FIR}$ fluctuations in the surroundings due to contributions of the background dust column densities. We use the 2MASS JHK_s photometry to obtain extinction maps in candidate low-extinction regions in the Galactic Bulge. We confirm the existence of the low-extinction windows and find that the K band extinction maps from the stellar content and dust emission have a similar extinction distribution. This is due to the intervening location of the dark clouds between us and the bulk of the Bulge stars. We carried out a search for compact young infrared star clusters (such as the Arches and Quintuplet clusters) close to the Galactic Centre using 2MASS JHK_s images. We obtained a list of 58 candidate clusters. In directions of the Magellanic Clouds, we analyse the $E(\text{B-V})_{FIR}$ values in the lines of sight of a sample of the background galaxies comparing these values with those derived from observed spectra of the galaxies. The reddening was determined by means of comparisons between the continuum distribution of the background galaxy spectra and the reddening-free reference average spectra from high latitude galaxies with similar stellar population. From 36 background galaxies projected behind the Magellanic Clouds we derived a total (Galactic + internal) mean reddening of $E(\text{B-V}) = 0.12$ for the Large Magellanic Cloud (LMC) and $E(\text{B-V}) = 0.05$ for the Small Magellanic Cloud (SMC). The internal reddening values are $E(\text{B-V})_i = 0.06$ and $E(\text{B-V})_i = 0.04$ for the LMC and SMC, respectively. For 86 % of the sample we find a good agreement between the $E(\text{B-V})$ and $E(\text{B-V})_{FIR}$. Cases with significant differences can be explained by dust distribution scale smaller than the dust emission reddening map resolution, or overheated dust similarly to what appears to occur in the Galactic Centre. The present analyses of the extinction throughout the Galaxy and the Magellanic Clouds provided evidence of the importance, utility and some limitations of the dust maps by Schlegel et al. (1998) for galactic and extragalactic studies.

Sumário

1. Introdução	1
1.1 A poeira interestelar	1
1.2 Modelo de extinção por grãos esféricos de poeira	4
1.3 Curvas de extinção	5
1.4 Leis de distribuição da extinção Galáctica	7
1.5 Emissão da poeira	9
1.6 Mapas de avermelhamento derivados da emissão da poeira $E(B-V)_{FIR}$	9
1.7 O presente estudo	13
2. Avermelhamento na direção de aglomerados de estrelas da Galáxia	15
2.1 Introdução	15
2.2 $E(B-V)_{FIR}$ ao longo do Plano Galático e em cortes transversais	16
2.3 Avermelhamento em nebulosas escuras próximas	17
2.4 Altura da camada da poeira a partir das nebulosas escuras próximas	20
2.5 Avermelhamento na direção de aglomerados globulares e abertos velhos	21
2.5.1 Aglomerados globulares	21
2.5.2 Aglomerados abertos velhos	22
2.6 Discussão	26
2.6.1 $\beta E(B-V)$: avermelhamento devido à poeira atrás dos aglomerados	27
2.6.2 Direções de alguns aglomerados jovens avermelhados	33
2.6.3 Avermelhamento na direção da galáxia anã de Sagittarius	35
2.6.4 Evidência de nebulosas escuras com $Z_{pl} > 200$ pc	35
2.6.5 Modelo de distribuição da poeira em relação ao Plano Galático	37
3. Avermelhamento na direção de nebulosas escuras da Galáxia	40
3.1 Introdução	40
3.2 Fonte de dados e catálogo unificado	40
3.2.1 Catálogos de nebulosas escuras preferencialmente de baixa latitude	40
3.2.2 Nebulosas escuras em alta latitude	42
3.2.3 Catálogo Unificado	43
3.2.4 Avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ nas nebulosas escuras	44
3.3 Distribuição angular	46
3.4 Distribuição do avermelhamento	47

4. Regiões de baixa extinção no Bojo Galático	63
4.1 Introdução	63
4.2 Seleção de Janelas de Baixa Extinção (JBE)	63
4.3 Mapas de extinção para JBE	64
5. Candidatos a aglomerados de estrelas nas partes centrais da Galáxia . .	70
5.1 Introdução	70
5.2 Candidatos infravermelhos a aglomerados	70
5.3 Distribuição Angular	73
6. Avermelhamento na direção de galáxias atrás das Nuvens de Magalhães	76
6.1 Introdução	76
6.2 Amostra de objetos	77
6.2.1 Objetos na direção das Nuvens de Magalhães	77
6.2.2 Calota Polar Sul Galáctica	77
6.3 Observações e reduções	79
6.4 Natureza dos objetos na direção das Nuvens	81
6.4.1 Objetos extensos das Nuvens	82
6.5 Espectros de referência: galáxias livres de avermelhamento	83
6.6 Avermelhamento nas direções das Nuvens de Magalhães	84
7. Conclusão	94
7.1 Conclusões	94
7.2 Perspectivas	96
A. Publicações	98
Referências Bibliográficas	99

Lista de Figuras

1.1	Mapas no ótico (painel superior) e em emissão CO (painel inferior) na direção do Centro Galático. Figura extraída de Dame et al. (2001)	2
1.2	Curva de extinção de Cardelli et al. (1989) para diferentes valores de R.	6
1.3	Distribuição de Planck para um grão a diferentes temperaturas	10
1.4	Mapa de temperaturas obtido por Schlegel et al. (1998) para os hemisférios Norte (à esquerda) e Sul (à direita) Galáticos.	12
1.5	Mapas de densidade de coluna de poeira D^T obtido por Schlegel et al. (1998): para os hemisférios Norte (à esquerda) e Sul (à direita) Galáticos.	13
2.1	Distribuição de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ ao longo do Plano Galático. As linhas indicam limites em longitude galática das estruturas ligadas aos braços espirais e outras em larga escala.	16
2.2	Perfis de $E(B-V)_{FIR}$ em latitude galática incluindo nebulosas escuras de alta latitude galática: a Nuvem Molecular de Orion, b Monoceros R2, c nebulosa escura Chamaeleon I centrada na nebulosa de reflexão IC 2631, e d nebulosa escura de ρ Ophiuchi centrada núcleo de nuvem molecular com um aglomerado infravermelho embebido. A longitude é indicada em cada painel.	18
2.3	Histograma de distâncias (painel superior) e idades (painel inferior) dos aglomerados abertos velhos. No histograma de idades o primeiro intervalo corresponde a aglomerados com idades de 0.7 a 1 bilhão de anos.	27
2.4	Distribuição angular em coordenadas galáticas para os aglomerados globulares (círculos) e abertos velhos (triângulos) dentro de $ b < 20^\circ$. O tamanho do símbolo é proporcional ao avermelhamento derivado do conteúdo estelar: (i) grande corresponde a $E(B-V) > 1.0$; (ii) intermediário $0.2 \leq E(B-V) \leq 1.0$; e (iii) pequeno $E(B-V) < 0.2$	28
2.5	Diagrama $E(B-V)_{FIR} \times E(B-V)$ para aglomerados globulares (círculos) e abertos velhos (triângulos) em: a alta latitude ($ b > 20^\circ$) e b baixa latitude ($ b < 20^\circ$). A linha tracejada representa a função identidade. Note que o painel b foi limitado à objetos com $E(B-V)_{FIR} \leq 5$ (Tabelas 2.2 e 2.3).	29
2.6	Histogramas de $\beta E(B-V)$ para a amostra total de aglomerados globulares e abertos velhos: a alta latitude, b baixa latitude com $\beta E(B-V) < 1.5$ e c baixa latitude cobrindo o intervalo inteiro de $\beta E(B-V)$. O pico em c está truncado em $N=50$	30
2.7	Diagrama $\beta E(B-V) \times Z_{pl} $ para a amostra de aglomerados globulares e abertos velhos. Os painéis mostram distintos intervalos de distâncias ao Plano. A altura da camada de poeira de 200 pc é indicada no painel a , onde são mostrados valores de $\beta E(B-V) < 5$	31
2.8	Ilustração dos parâmetros b_{pl} , d_{pl} , Z_{pl} e d_{fundo} para um aglomerado dentro da camada de poeira.	33
2.9	Diagrama de $E(B-V)_{FIR} \times d_{cam}$ para $ Z_{pl} = 200$ pc nos painéis a e b . Diagrama de $\beta E(B-V) \times d_{fundo}$ para $ Z_{pl} = 200$ pc nos painéis c e d . Os painéis b e d são ampliações da região retangular nos painéis a e c respectivamente.	34
2.10	Diagrama das razões de avermelhamento $R_T \times R_{FIR}$ para aglomerados globulares (círculos) e abertos velhos (triângulos) dentro da camada de poeira de $ Z_{pl} = 300$ pc.	38

3.1	Distribuição angular das nebulosas escuras no catálogo unificado na direção do centro galáctico	50
3.2	Distribuição angular das nebulosas escuras no catálogo unificado na direção do antcentro galáctico	51
3.3	Distribuição das nebulosas escuras ao longo da longitude (à esquerda) e latitude (à direita) galácticas.	52
3.4	Distribuição dos diâmetros angulares das nebulosas escuras até diâmetros $d=250'$: (a) todo o catálogo e (b) altas latitudes $ b > 25^\circ$	52
3.5	Distribuição de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ detectado no centro das nebulosas escuras $(E(B-V)_{FIR})_{cen}$: (a) todo o catálogo e (b) altas latitudes $ b > 25^\circ$	53
3.6	Distribuição de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ detectado no centro das nebulosas escuras $(E(B-V)_{FIR})_{cen}$, nos seguintes intervalos de latitude galáctica: (a) $ b < 2^\circ$, (b) $2^\circ \leq b < 5^\circ$, (c) $5^\circ \leq b < 10^\circ$, e (d) $10^\circ \leq b < 20^\circ$	54
3.7	Distribuição dos valores das diferenças do avermelhamento no centro e na periferia das nebulosas escuras $\delta E(B-V)_{FIR}$: (a) todo o catálogo e (b) altas latitudes $ b > 25^\circ$	55
3.8	Distribuição dos valores das diferenças do avermelhamento no centro e na periferia das nebulosas escuras $\delta E(B-V)_{FIR}$: (a) $ b < 2^\circ$, (b) $2^\circ \leq b < 5^\circ$, (c) $5^\circ \leq b < 10^\circ$, e (d) $10^\circ \leq b < 20^\circ$	56
3.9	Distribuição dos valores das flutuações de avermelhamento na periferia das nebulosas escuras σ_f : (a) todo o catálogo e (b) altas latitudes $ b > 25^\circ$	57
3.10	Distribuição dos valores das flutuações de avermelhamento na periferia das nebulosas escuras σ_f : (a) $ b < 2^\circ$, (b) $2^\circ \leq b < 5^\circ$, (c) $5^\circ \leq b < 10^\circ$, e (d) $10^\circ \leq b < 20^\circ$	58
3.11	Distribuição das razões do avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ no centro em relação à periferia das nebulosas escuras $\alpha E(B-V)_{FIR}$: (a) todo o catálogo e (b) altas latitudes $ b > 25^\circ$	59
3.12	Distribuição das razões do avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ no centro em relação à periferia das nebulosas escuras $\alpha E(B-V)_{FIR}$: (a) $ b < 2^\circ$, (b) $2^\circ \leq b < 5^\circ$, (c) $5^\circ \leq b < 10^\circ$, e (d) $10^\circ \leq b < 20^\circ$	60
3.13	Mapas de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ para as nebulosas escuras DBDN289.8-30.7 ($\ell=289.8^\circ$ $b=-30.7^\circ$ e $D=230'$) (à esquerda) e IREC297 ($\ell=207.25^\circ$ $b=-49.41^\circ$ e $D=170'$) (à direita)	61
3.14	Mapas de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ para as nebulosas escuras MBM55 ($\ell=89.19^\circ$ $b=-40.94^\circ$ e $D=180'$) (à esquerda), e Chamaeleon II, (=HMSTG303.3-14.3) ($\ell=303.32^\circ$ $b=-14.33^\circ$ e $D=130'$) (à direita)	61
3.15	Mapas de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ para as nebulosas escuras MT1 ($\ell=216.0^\circ$ $b=-2.5^\circ$ e $D=180'$) e LDN1801 ($\ell=0.02^\circ$ $b=-1.15^\circ$ e $D=100'$) (à direita)	62
4.1	Mapa de $E(B-V)_{FIR}$ de $10^\circ \times 10^\circ$ no Centro da Galáxia. As janelas de Baade (1963) (círculos); as duas janelas de Stanek (1998) (triângulos); e a nova janela (quadrado) são indicadas.	64
4.2	Mapas de extinção A_K derivada da emissão da poeira de $2^\circ \times 2^\circ$ centrados próximos as JBEs W0.2-2.1 (à esquerda) e W359.4-3.1 (à direita). Níveis de contorno no mapa de W0.2-2.1 correspondem à $A_K = 0.41$ (linha sólida), 0.29 e 0.37 (linhas tracejadas), e 0.57 e 0.83 (linhas espessas). Enquanto que no mapa de W359.4-3.1 níveis de contorno correspondem à $A_K = 0.42$ (linha sólida), 0.31 e 0.38 (linhas tracejadas), e 0.59, 0.76 e 0.87 (linhas sólidas espessas)	65
4.3	Determinação da curva analítica do ramo superior de gigantes para campos corrigidos por extinção de FTK99	66
4.4	(a) Diagrama cor-magnitude $(K_s)_0$, $(J-K_s)_0$ na célula em $\ell = 0.07^\circ$ $b = -1.2^\circ$ no campo de W0.2-2.1; (b) Histograma de A_K para as estrelas na célula; (c) diagrama cor-magnitude $(K_s)_0$, $(J-K_s)_0$ CMD na célula em $\ell = 359.2^\circ$ $b = -2.2^\circ$ no campo de W359.4-3.1; (d) Histograma de A_K para as estrelas na célula. Círculos abertos nos diagramas cor-magnitude das células indicam estrelas rejeitadas a partir do corte $2-\sigma$ na distribuição em A_K . As linhas sólidas nos diagramas cor-magnitude indicam a curva analítica para o ramo superior de gigantes de referência.	67

4.5	Mapas de extinção A_K dentro de um raio de 1° centrados próximos as JBEs W0.2-2.1 (à esquerda) e W359.4-3.1 (à direita). Níveis de contorno no mapa de W0.2-2.1 correspondem à $A_K = 0.29$ (linha sólida), 0.25 e 0.2 (linhas tracejadas), e 0.4 e 0.5 (linhas sólidas espessas). No mapa de W359.4-3.1 níveis de contorno correspondem à $A_K = 0.28$ (linha sólida), 0.25 e 0.2 (linhas tracejadas), e 0.4 e 0.5 (linhas espessas)	68
4.6	Distribuição das nebulosas escuras catalogadas (seção 3) na região das janelas W0.2-2.1 e W359.4-3.1	69
5.1	Imagem na banda K de $3' \times 3'$ do aglomerado Arches (à esquerda) e o candidato infravermelho a aglomerado objeto 11 (à direita)	71
5.2	Distribuição angular dos candidatos infravermelhos a aglomerados (círculos cheios) comparado com a distribuição dos aglomerados abertos conhecidos (círculos abertos) na região de $10^\circ \times 10^\circ$ no Centro Galático. A área retangular define região em que foi realizada a busca sistemática de objetos. As direções do Plano Galático e do eixo menor do Bojo são indicadas pelas linhas tracejadas.	73
5.3	Distribuição angular dos candidatos infravermelhos a aglomerados (círculos cheios) comparado com a distribuição dos aglomerados globulares conhecidos (círculos abertos) na região de $10^\circ \times 10^\circ$ no Centro Galático. A área retangular define região em que foi realizada a busca sistemática de objetos. As direções do Plano Galático e do eixo menor do Bojo são indicadas pelas linhas tracejadas.	74
6.1	Distribuição angular das galáxias conhecidas (círculos abertos) e candidatas (círculos cheios) projetadas na direção da Pequena Nuvem. As linhas sólidas representam contornos de densidade de coluna de HI de 5, 50, 100, 150, 400 e 600 em unidades de 10^{19} átomos cm^{-2} extraídos de Mathewson & Ford (1984)	79
6.2	Distribuição angular das galáxias conhecidas (círculos abertos) e candidatas (círculos cheios) projetadas na direção da Grande Nuvem. As linhas sólidas representam contornos de densidade de coluna de HI de 5, 50, 100, 150, 400 e 600 em unidades de 10^{19} átomos cm^{-2} extraídos de Mathewson & Ford (1984)	80
6.3	Espectros dos objetos de natureza incerta que foram confirmados como galáxias projetadas na direção das Nuvens de Magalhães	90
6.4	Espectros dos objetos de natureza incerta que foram confirmados como galáxias projetadas na direção das Nuvens de Magalhães	91
6.5	Painel superior: Objetos de natureza incerta que foram confirmados como objetos extensos na Pequena Nuvem (HS75-18 uma região HII e um aglomerado de estrelas HS75-13), e na Grande Nuvem (o aglomerado de estrelas OHSC3). Painel inferior: comparação dos espectros dos aglomerados com espectros de referência de aglomerados da Grande Nuvem para estimativas de idade e avermelhamento.	92
6.6	Exemplos de determinação de avermelhamento para galáxias com núcleo de população vermelha (painel superior) e azul (Painel inferior).	93

Lista de Tabelas

1.1	Valores de avermelhamento para a Grande Nuvem (GNM) e Pequena Nuvem (PNM), segundo os modelos de ST, RC2, BH e Schlegel et al. (1998)	14
2.1	Avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ em aglomerados infravermelhos e grupos T Tauri em complexos de poeira próximos.	19
2.2	Propriedades dos aglomerados globulares da Galáxia	23
2.3	Propriedades dos aglomerados abertos velhos da Galáxia	25
2.4	Parâmetros referentes à posição na camada de poeira dos aglomerados com $\beta E(B-V) \geq 0.30$	36
3.1	Principais catálogos e suas contribuições para o catálogo unificado	41
3.2	Catálogo Unificado de nebulosas escuras (dados para os 20 primeiros objetos).	45
5.1	Candidatos infravermelhos a aglomerados	72
6.1	Objetos observados na direção das Nuvens de Magalhães.	78
6.2	Ws para linhas e bandas de absorção nos espectros de referência e de galáxias individuais.	85
6.3	Valores de avermelhamento derivados espectroscopicamente e pela emissão da poeira para as galáxias observadas em comparação a Bica (1988) e na Capa Polar Sul.	86
6.4	Valores de avermelhamento espectroscópico e derivado da emissão da poeira para galáxias projetadas na direção das Nuvens de Magalhães.	88

Capítulo 1

Introdução

1.1 A poeira interestelar

O meio interestelar é formado por gás e poeira. O gás é composto basicamente por hidrogênio que se apresenta em três formas: neutro (HI) (com temperatura da ordem de 100 K e detectável através da emissão em $\lambda=21\text{cm}$), ionizado (HII) ($T \approx 10000$ K, detectado, por exemplo, pela emissão em $H\alpha$) ou molecular (H_2) ($T \approx 50$ K, em geral, indiretamente indicado pela emissão CO a partir de uma relação entre essa molécula e o H_2). A poeira coexiste com o gás em todas essas formas. As distribuições de HI e poeira na Galáxia estão bem correlacionadas, como mostram os trabalhos de Désert et al. (1988) e Reach et al. (1998) que testaram a correlação entre mapas em 21 cm e no infravermelho (onde a poeira emite) para todo o céu.

A presença da poeira interestelar pode ser inferida quando olhamos para o céu sobretudo na direção da Via Láctea e observamos regiões escuras contra o fundo de estrelas, são aglomerações de poeira denominadas nebulosas escuras. Ela também pode ser vista indiretamente nas nebulosas de reflexão onde a radiação de uma estrela próxima é espalhada (refletida) pela nuvem de poeira. A poeira está intimamente associada com as nuvens moleculares: onde há uma nuvem molecular existe uma nebulosa escura, embora a recíproca não seja verdadeira. Essa associação ocorre porque a poeira age como catalizadora na formação de H_2 . Nuvens moleculares com distâncias até 3 Kpc podem ser vistas como nebulosas escuras óticas (Dame & Thaddeus 1985) e aquelas mais distantes podem ser detectadas como nebulosas escuras no infravermelho próximo, por exemplo, na direção do Bojo Galáctico através de imagens do “Two Micron All Sky Survey” - 2MASS. A figura 1.1 mostra, através de mapas no ótico e de emissão CO na direção do Centro Galáctico, a estreita correlação entre as nebulosas escuras e moleculares com distâncias cinemáticas até 2.5 Kpc. O mapa em CO no painel inferior foi extraído do mapa composto de CO de Dame et al. (2001) que reúne dados colhidos ao longo de 20 anos contendo 487 890 espectros para 37 áreas selecionadas da Galáxia. O mapa composto cobre 1/5 do céu e metade da área dentro de 30° do Plano Galáctico. Mapas de CO com grande resolução e cobertura são de suma importância para o mapeamento da estrutura de Nuvens Moleculares Gigantes (Blitz & Thaddeus 1980) onde se formam aglomerados de estrelas e estrelas de alta massa, e o estudo de pequenos núcleos moleculares densos (Myers & Benson 1983) onde se dá a formação de estrelas de baixa massa, fato corroborado pela associação desses núcleos com estrelas T-Tauri. A formação estelar é um processo em que tanto a poeira como o gás em suas diferentes formas contribuem ativamente. Na nebulosa de Orion, o aglomerado do Trapézio é formado por

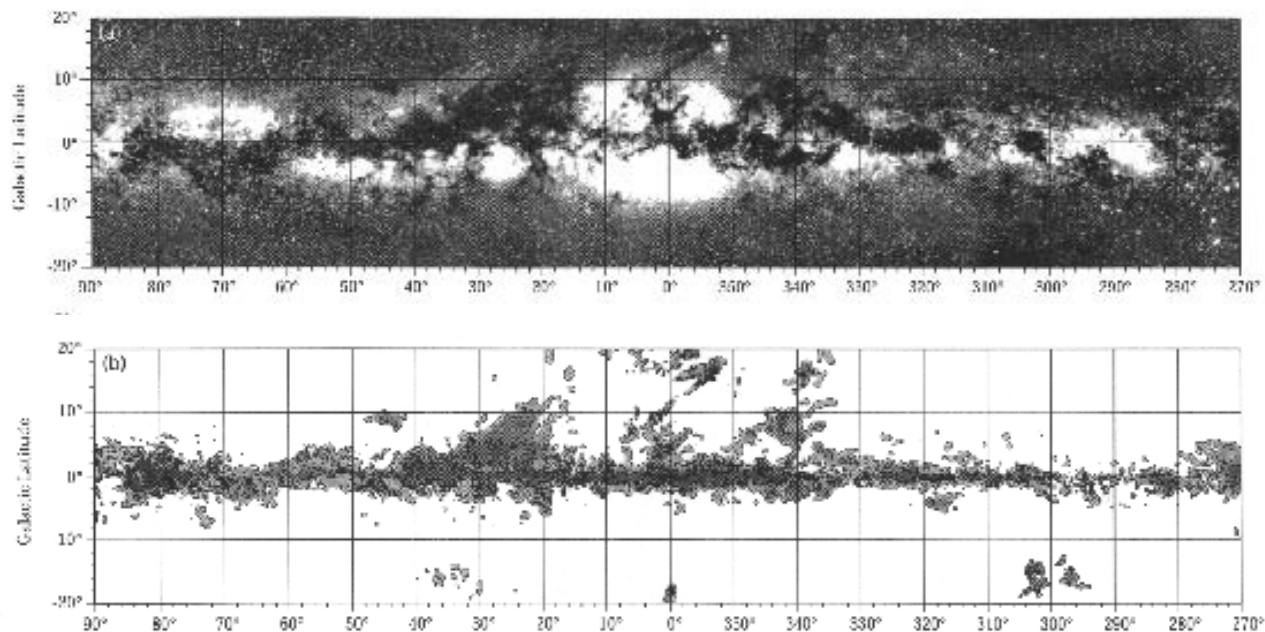


Fig. 1.1: Mapas no ótico (painel superior) e em emissão CO (painel inferior) na direção do Centro Galáctico. Figura extraída de Dame et al. (2001)

estrelas O e B que eclodiram da nuvem molecular. Elas por sua vez emitem no ultravioleta ionizando o gás ao redor e expandindo a região H II. A expansão da região H II induz a formação estelar na nuvem molecular embebida na nebulosa de poeira, dando origem a um aglomerado infravermelho no seu interior.

As nebulosas escuras são o resultado do obscurecimento ou extinção da luz por parte da poeira. A extinção ocorre quando uma radiação eletromagnética se propaga através de um meio contendo pequenas partículas, os grãos de poeira. 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 um grão de poeira 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, principalmente no infravermelho.

Portanto, por esses dois processos a extinção constitui uma atenuação da radiação ao atravessar um meio com partículas pequenas. A intensidade dessa atenuação apresenta uma dependência em λ dada pela curva de extinção. Essa curva depende basicamente das propriedades físicas e químicas dos grãos de poeira.

O estudo da extinção por grãos de poeira interestelar teve início com Struve (1847) que concluiu, através da análise de contagem de estrelas, que havia uma absorção uniforme

proporcional à distância percorrida pela luz das estrelas. Barnard (1927) fez uma busca sistemática de nebulosas escuras em placas fotográficas 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 a um maior poder de resolução de telescópios modernos, como por exemplo os trabalhos de Dickman (1978), Gregorio-Hetem et al. (1988) e Cambrésy (1999).

A confirmação da existência de extinção interestelar veio com Trumpler (1930a, b, c) através de duas linhas distintas de pesquisa. 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 mostrado 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 atenuada que a azul. Este efeito é claro 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 depende da variação espectral da extinção, ou seja, a curva de extinção. No sistema Johnson, a extinção na banda passante do visual pode ser relacionada com o E_{B-V} por:

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

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

onde R_V é a razão entre a extinção total e a seletiva, derivada a partir das curvas de extinção (Seção 1.3)

1.2 Modelo de extinção por grãos esféricos de poeira

O modelo mais simples para entender quais as propriedades dos grãos de poeira que caracterizam a extinção é o de grãos esféricos (extraído de Whittet 1992).

Suponhamos 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:

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

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 supondo 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 mesma aproximação para materiais que não absorvem fortemente é $Q_{abs} \propto \lambda^{-1}$. Nesse caso, extinção dominada por absorção tem dependência λ^{-1} e a 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. Por exemplo o grafite é o responsável pelo excesso em 2175 \AA , e os silicatos pelos excessos em 9.7 μm e 18 μm na curva de extinção da Galáxia.

1.3 Curvas de extinção

Um 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. 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 Savage & Mathis (1979) na Via Láctea e por Fitzpatrick (1989) na GNM e PNM.

Ao longo de diferentes linhas de visada, a poeira pode apresentar propriedades físicas e químicas diferentes, causando variações na curva de extinção como, por exemplo, a variação da razão entre a extinção total e a seletiva R_V . Existe um consenso de que quanto maior o R_V maior o tamanho da população de grãos (Fitzpatrick 1999). A Figura 1.2 (extraída de Fitzpatrick 1999) mostra a curva de extinção Galáctica de Cardelli et al. (1989) para vários valores de R_V . Em particular notamos nesta figura que as regiões do infravermelho e do ultravioleta são muito suscetíveis à variação de R_V . Na Galáxia, os valores de R_V estão entre 2.2 e 5.8 para linhas de visada em que a extinção no ultravioleta tem sido medida, para o meio interestelar difuso da Via Láctea é em geral adotado $R_V = 3.1$.

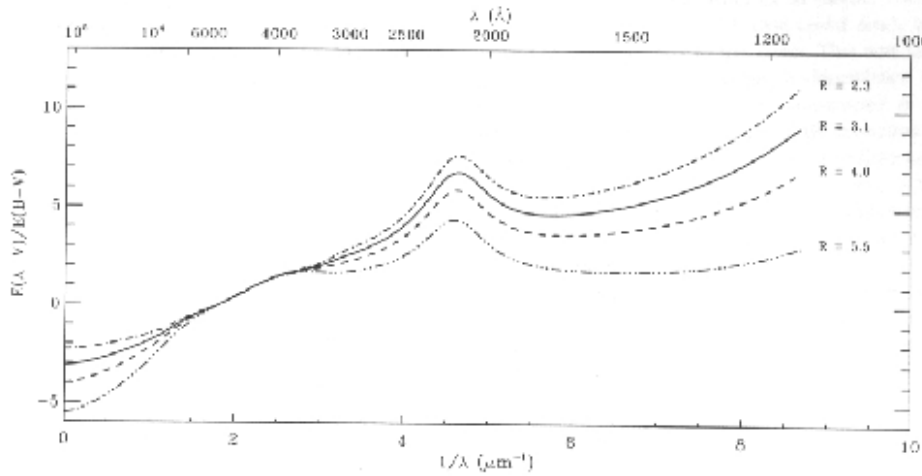


Fig. 1.2: Curva de extinção de Cardelli et al. (1989) para diferentes valores de R .

Com uma curva de extinção Galáctica e as curvas de transmissão das mais diferentes bandas passantes de filtros, é possível conhecer para essa curva de extinção a relação entre a extinção nos diferentes filtros. Abaixo apresentamos um conjunto das razões de extinção e excesso de cor em diferentes bandas passantes usando curvas de transmissão dos filtros VIJHK e as curvas de extinção com $R_V = 3.1$ de Cardelli et al. (1989) e O'Donnell (1994), e que serão algumas delas adotadas ao longo deste trabalho.

$$\frac{A_I}{A_V} = 0.63, \frac{A_J}{A_V} = 0.28, \frac{A_H}{A_V} = 0.18, \frac{A_K}{A_V} = 0.11, \frac{A_{K_s}}{A_V} = 0.12. \quad (1.11)$$

$$\frac{E(V - I)}{E(B - V)} = 1.13, \frac{E(J - K)}{E(B - V)} = 0.56, \frac{E(J - H)}{E(B - V)} = 0.31, \frac{E(J - K_s)}{E(B - V)} = 0.55. \quad (1.12)$$

Em particular, a relação $\frac{A_{K_s}}{A_V}$ foi derivada usando a curva de transmissão em K_s extraída de Persson et al. (1998) e a curva de extinção de Cardelli et al. (1989) pela expressão:

$$\frac{A_{K_s}}{A_V} = \frac{\int \frac{A_\lambda}{A_V} T_{K_s}(\lambda) d\lambda}{\int T_{K_s}(\lambda) d\lambda} \quad (1.13)$$

onde $\frac{A_\lambda}{A_V}$ e $T_{K_s}(\lambda)$ são as curvas de extinção e a transmissão do filtro K_s .

1.4 Leis de distribuição da extinção Galáctica

A extinção é uma quantidade pontual, ou seja, objetos extragalácticos 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 emitida pela fonte. 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) e Ferrari et al. (1999) evidenciaram a presença de estruturas de poeira usando fotometria com diferentes filtros em galáxias elípticas.

Quanto à extinção Galáctica, existem vários modelos para sua distribuição angular. 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:

$$\begin{aligned} A^0 &= 0^m.132(\csc b - 1), \text{ para } |b| < 50^\circ \\ A^0 &= 0^m, \text{ para } |b| \geq 50^\circ \end{aligned} \quad (1.14)$$

2. O modelo do Segundo Catálogo de Referência de galáxias brilhantes (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 galáctico e $A_B = 0.21$ mag no pólo sul galáctico, e que a extinção na direção das coordenadas galácticas ℓ , b seria dada pelas seguintes expressões:

$$\begin{aligned} A_B &= 0.19(1 + S_N \cos b) |C| \quad (b > 0) \\ A_B &= 0.21(1 + S_S \cos b) |C| \quad (b < 0) \end{aligned} \quad (1.15)$$

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 Terceiro Catálogo de Referência de galáxias brilhantes (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° , supondo-se uma razão gás-poeira constante, estima-se o avermelhamento para declinações $\delta \leq -23^\circ$ e $10^\circ < |b| < 65^\circ$ utilizando-se os valores de densidades de coluna de HI (N_H) na equação abaixo:

$$E(B - V) = z_1 + z_2 N_H \quad (1.16)$$

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 1.17 que corrige por variação na razão gás/poeira quando este fator de correção é nulo.

$$E(B - V) = x_1 + x_2 N_H \quad (1.17)$$

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 1.18 que leva em conta a relação entre HI, contagens de galáxias e avermelhamento:

$$E(B - V) = -0.0171 + 0.399 \times 10^{-3} N_H + 0.140 \times 10^{-6} N_H^2 - 0.126 \times 10^{-3} N_H (\log N_{gal}) \quad (1.18)$$

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 Galácticas.

1.5 Emissão da poeira

A poeira em equilíbrio térmico com o campo de radiação irradia como um Corpo Negro seguindo uma distribuição de energia de Planck:

$$B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \times \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} \quad (1.19)$$

onde T é a temperatura do grão, ν a frequência da radiação, $h=6.625 \times 10^{-27}$ erg.s; $k=1.3806 \times 10^{-16}$ erg.K⁻¹.

Na Figura 1.3 é mostrada a distribuição de Planck descrita pela equação 1.16 para um grão a diferentes temperaturas. Vemos, por exemplo, que a emissão em $100\mu\text{m}$ cresce com a temperatura. Supondo que a diferença em fluxo $100\mu\text{m}$ numa dada direção em que temos grãos à temperatura adotada $T=21$ K se deva exclusivamente a um efeito de temperatura, uma distribuição de Planck e a razão dos fluxos em $100\mu\text{m}$ fornecem a temperatura T_2 dos grãos pela equação :

$$T_2 = \frac{144}{\ln(1 + \frac{F_{T=21K}}{F_2} 949.51)} \quad (1.20)$$

1.6 Mapas de avermelhamento derivados da emissão da poeira $E(B-V)_{FIR}$

Duas missões da NASA com mapeamentos do céu no infravermelho têm permitido estudar o meio interestelar difuso. O IRAS (Infrared Astronomy Satellite) produziu os primeiros

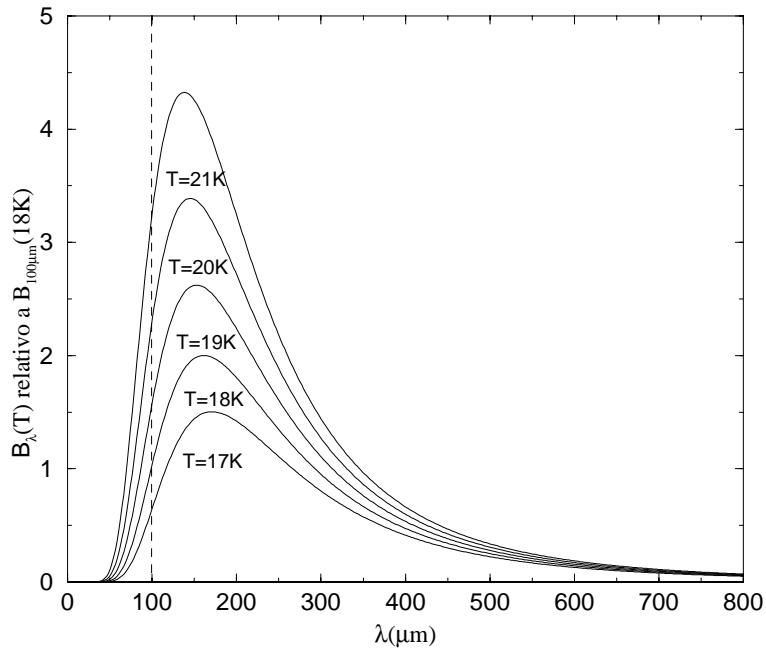


Fig. 1.3: Distribuição de Planck para um grão a diferentes temperaturas

mapas de todo o céu no infravermelho em bandas centradas em 12, 25, 60 e 100 μm , com resolução de 5'. O experimento DIRBE (Diffuse Infrared Background Experiment) a bordo do satélite COBE (Cosmic Background Explorer) obteve mapeamento de todo o céu em 10 bandas entre 1 e 240 μm com resolução de 0.7°. Os mapas IRAS e DIRBE/COBE estão sendo amplamente explorados na literatura através do modelamento da distribuição de luminosidade e da estrutura da Galáxia no infravermelho próximo (Lépine & Leroy 2000), assim como no estudo da distribuição da poeira e sua associação com o gás interestelar nas suas diferentes formas na Galáxia (Sodroski et al. 1997). Schlegel et al. (1998) combinou os dados do IRAS e do DIRBE para construir mapas de avermelhamento para os hemisférios Norte e Sul Galácticos. As imagens do IRAS, pela melhor resolução, permitiram a remoção de fontes IRAS; além disso, o pico da emissão da poeira interplanetária está em torno de 25 μm e os mapas IRAS em 25 μm foram usados para remover a contaminação por emissão zodiacal nos mapas DIRBE. Para grãos emitindo como Corpo Negro, a intensidade da radiação emitida num meio interestelar óticamente fino no infravermelho distante será:

$$I = \int ds \rho k_{\nu} B_{\nu}(T), \quad (1.21)$$

onde T é a temperatura do grão, ρ a densidade de massa, $B_{\nu}(T)$ a função de Planck, k_{ν} é a opacidade, e a integral é realizada sobre todo o caminho ao longo da linha de visada. Considerando que os grãos de poeira são pequenos (a $< 0.25 \mu\text{m}$) comparados com o comprimento de onda λ no infravermelho distante, a opacidade independe do tamanho do grão e pode ser aproximada por uma lei de potência: $k_{\nu} \propto \nu^{\alpha}$. Schlegel et al. (1998) escolheram α

= 2.0 que implica em grãos compostos principalmente por grafite. Conforme a Figura 1.5, os modelos de grãos para curva de extinção galáctica indicam que essa é uma boa aproximação sobretudo no infravermelho ($\lambda > 1\mu m$). Para transformar mapas de emissão 100 μm IRAS em termos de densidades de coluna de poeira, Schlegel et al. (1998) consideraram que os grãos estão em equilíbrio e que todos eles possuem uma única temperatura ao longo de uma direção $T=18.2$ K. Entretanto, ao longo de uma linha de visada na Galáxia várias regiões com diferentes temperaturas de equilíbrio para os grãos são atravessadas. Considerando que a poeira (com grafite) evapora a $T_{poeira} \approx 1500$ K, ela coexiste no meio interestelar a temperaturas as mais variadas: no meio interestelar difuso está entre $10 K < T_{poeira} < 20$ K, em regiões de formação estelar $70 K < T_{poeira} < 100$ K, em nebulosas de reflexão $T_{poeira} \approx 75$ K e finalmente podendo alcançar temperaturas entre $100 K < T_{poeira} < 600$ K quando próxima a uma estrela quente. Como vimos na seção 1.5, um aumento na temperatura do grão implica em uma maior emissão 100 μm . Por exemplo, um grão à temperatura de $T=21$ K emite um fluxo 5 vezes maior que o mesmo à $T=17$ K. Portanto, a temperatura de $T=18.2$ K poderia levar a uma subestimação (temperaturas de poeira abaixo da adotada) ou superestimação da densidade de coluna de poeira (temperaturas de poeira acima da adotada).

Da necessidade de atenuar esse efeito, Schlegel et al. (1998) utilizaram os dados de 100 μm e 240 μm DIRBE, devidamente calibrados, para construir mapas de temperatura de resolução de 1° mostrados na Figura 1.4. A temperatura foi obtida pela razão entre as emissões em 100 μm e 240 μm pela expressão:

$$\log T = 1.30274 + 0.26266(\log R) + 0.04935(\log R)^2 \quad (1.22)$$

$$R(\alpha, T) = \frac{K_{100}(\alpha, T)I_{100}(T)}{K_{240}(\alpha, T)I_{240}(T)} \quad (1.23)$$

onde $K_b(\alpha, T)$ é um fator de correção de cor para a banda passante b, considerando um modelo para emissividade de $\epsilon_\nu = \nu^\alpha$ e $I_b(T)$ a intensidade na frequência b. Schlegel et al. (1998) adotaram $\alpha = 2$.

A densidade de coluna D_{100} para uma dada quantidade de emissão foi calculada considerando como se toda a poeira emitisse em $T_0 = 18.2$ K. A densidade de coluna corrigida D^T é dada pela expressão:

$$D^T = D_{100}X \quad (1.24)$$

$$\log X = -0.28806 - 1.85050(\log R) - 0.02155(\log R)^2 \quad (1.25)$$

A correção de temperatura foi utilizada para temperaturas de poeira entre 17-21 K. Segundo Sodroski et al. (1997), a emissão no infravermelho distante da Galáxia provém: 55 % a 85 % da poeira com $T < 22$ K aquecida pelo campo difuso de radiação interestelar associada ao HI e H₂, e 15 % a 45 % da poeira mais aquecida associada a estrelas OB embebidas ou na vizinhança de nuvens moleculares e associadas ao gás ionizado. A temperatura dessa poeira pode variar entre 22-29 K atingindo os valores mais altos na direção do Centro Galáctico. O intervalo de 17-21 K para os mapas de temperatura foi considerado razoável para corrigir o efeito de temperatura no meio interestelar difuso.

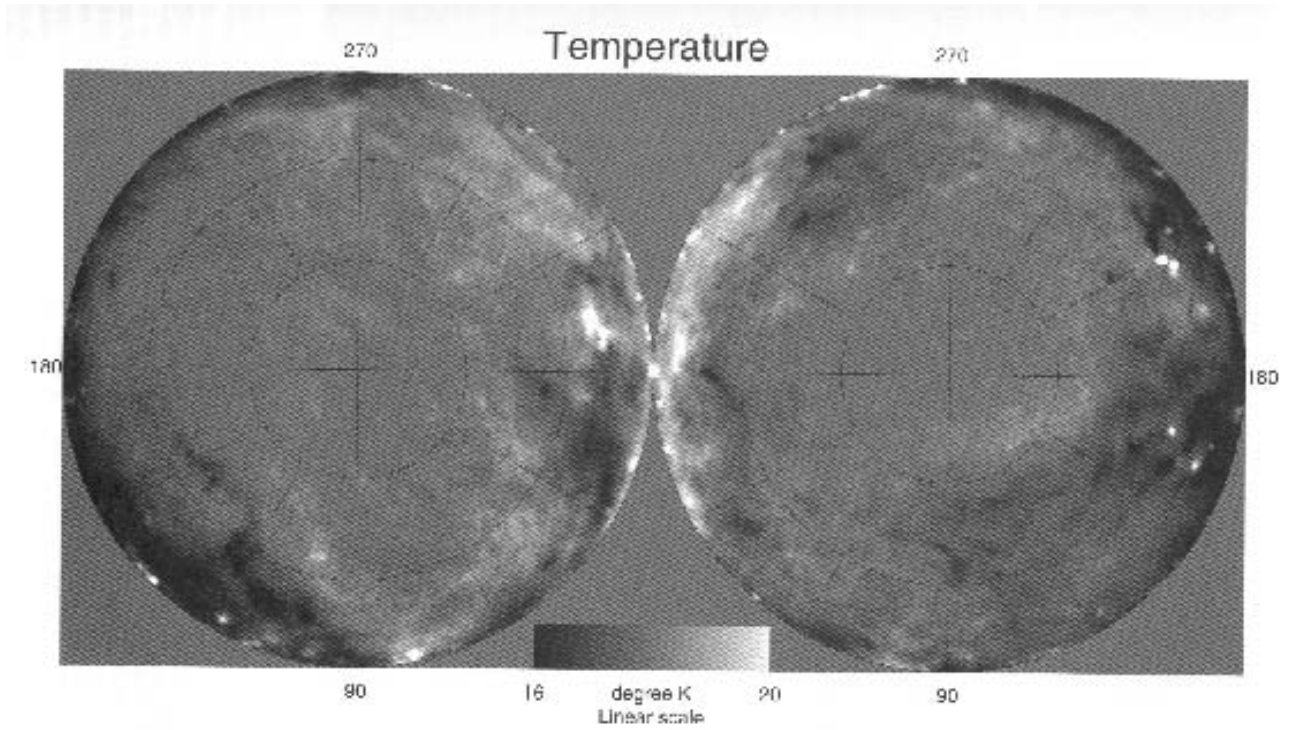


Fig. 1.4: Mapa de temperaturas obtido por Schlegel et al. (1998) para os hemisférios Norte (à esquerda) e Sul (à direita) Galácticos.

Schlegel et al. (1998) combinaram a boa resolução dos mapas IRAS com a correção por temperatura dos mapas DIRBE derivando a densidade de coluna por $D^T = I_{corr}X$ onde o fluxo $100\mu\text{m}$ DIRBE foi substituído pelo fluxo IRAS $100\mu\text{m}$ corrigido da emissão zodiacal. Foi possível criar mapas de densidade de coluna de poeira mostrados na Figura 1.5 com resolução final de $6.1'$ e incerteza da ordem de 10%.

Para obter os mapas de avermelhamento devidos somente à emissão da poeira difusa e localizada em nebulosas escuras e pequenas aglomerações como glóbulos de Bok, Schlegel et al. (1998) removeram contaminações por 5320 galáxias a $|b| > 5^\circ$ e mais 444 fontes pontuais: 98 regiões HII extragalácticas, 210 estrelas e 136 nebulosas planetárias. É importante notar como fluxos em $100\mu\text{m}$ de fontes extensas de poeira através da Galáxia em diferentes distâncias (assim como nas Nuvens de Magalhães, ver capítulo 6) são capazes de fornecer avermelhamentos $E(B-V)_{FIR}$. Por um lado o fluxo se dilui com o quadrado da distância à fonte $F_{100\mu\text{m}} \propto r^{-2}$. Por outro lado, para um dado ângulo sólido ω visto pelo detector a área espacial na fonte aumenta com o quadrado da distância $A = \omega \times r^2$. Portanto, para fontes extensas basicamente preenchendo o ângulo sólido do detector o avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ estará relacionado com densidades de coluna de poeira.

Finalmente, os mapas de avermelhamento foram produzidos calibrando as densidades de coluna de poeira utilizando medidas de avermelhamento em galáxias elípticas obtidas via relação $(B-V)\text{-Mg}2$. A incerteza nos mapas de avermelhamento é estimada em 16%. Os mapas de avermelhamento de maior resolução apresentam tamanho de pixel de $2.37' \times 2.37'$. Os valores de avermelhamento vindos da emissão da poeira $E(B-V)_{FIR}$ apresentam uma boa concordância em altas latitudes galácticas com o derivado a partir de mapas de HI e

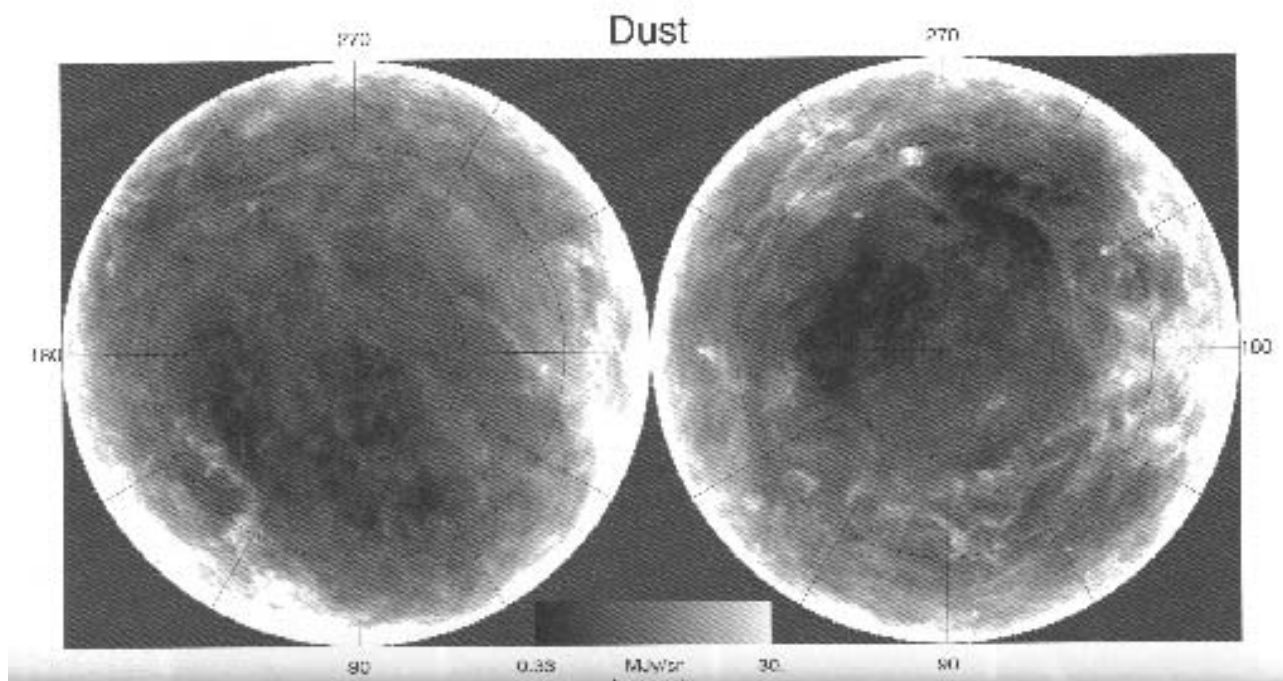


Fig. 1.5: Mapas de densidade de coluna de poeira D^T obtido por Schlegel et al. (1998): para os hemisférios Norte (à esquerda) e Sul (à direita) Galácticos.

contagens de galáxias por Burstein & Heiles (1978b, 1982) com um diferença sistemática de que os avermelhamentos derivados da emissão da poeira são 0.02 mais altos. Os mapas de avermelhamento de Schlegel et al. (1998) cobrem todo o céu com resolução bem superior aos mapas de avermelhamento de Burstein & Heiles (1978b, 1982) que não cobrem a região de $|b| < 10^\circ$. Schlegel et al. (1998) derivaram um avermelhamento médio para as calotas polares de $E(B-V)_{FIR} = 0.015$ (Norte) e 0.018 (Sul) e chamaram a atenção para regiões em latitudes intermediárias com avermelhamentos da ordem do existente nas calotas. Eles também indicaram que seus mapas de avermelhamento na direção das Nuvens de Magalhães e da M31 não possuem boa precisão devido ao mapa de temperatura DIRBE/COBE não resolver suficientemente essas regiões, o mesmo ocorrendo para as baixas latitudes galácticas. No entanto, eles não compararam os valores de avermelhamentos preditos pelos mapas com outras medidas independentes de avermelhamento nessas regiões.

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 métodos discutidos na seção 1.4 e a média do avermelhamento devido à emissão da poeira nos arredores das Nuvens.

1.7 O presente estudo

Como foi mostrado nas seções anteriores, mapear a distribuição de extinção ou avermelhamento galáctico vem sendo uma tarefa difícil devido ao caráter irregular da distribuição da poeira. Dados observacionais sobre avermelhamento em estrelas e aglomerados de estrelas em diferentes níveis de contaminação por poeira e nas mais diferentes direções da Galáxia

	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
$E(B-V)_{FIR}$	0.075	0.037

Tab. 1.1: Valores de avermelhamento para a Grande Nuvem (GNM) e Pequena Nuvem (PNM), segundo os modelos de *ST*, *RC2*, *BH* e *Schlegel et al. (1998)*

podem ajudar na melhor compreensão da distribuição da poeira tanto angularmente como em profundidade. Os mapas de avermelhamento de Schlegel et al. (1998) aliando medidas diretas da quantidade de poeira com modelamentos de sua emissão e distribuição de temperatura é uma ferramenta mais poderosa que o modelo de Burstein & Heiles, o mais adotado até há alguns anos.

A proposta principal desse trabalho é a análise dos mapas de avermelhamento de Schlegel et al. (1998) em diferentes direções da Galáxia, confrontando os seus dados com aqueles obtidos por fotometria e espectroscopia do conteúdo estelar. Em médias e altas latitudes galácticas é importante testar melhor a precisão dos mapas de avermelhamento devido a sua aplicabilidade a estudos extragaláticos. Recentemente, o avermelhamento derivado da emissão da poeira $E(B-V)_{FIR}$ foi incluído como fonte de informação sobre avermelhamento no banco de dados extragaláticos do NED/NASA (<http://nedwww.ipac.caltech.edu>). Em baixas latitudes, além de comparar valores de avermelhamento, podemos estudar o acúmulo de poeira ao longo de direções no Plano Galáctico e estudar a distribuição de $E(B-V)_{FIR}$ na direção de nuvens de poeira. Igualmente interessante é analisar os mapas de avermelhamento na direção do Centro Galáctico e de Complexos de poeira com formação estelar, onde a poeira aquecida produz valores superestimados de $E(B-V)_{FIR}$ realçando essas regiões nos mapas de avermelhamento de Schlegel et al. (1998).

No capítulo 2, discutimos o comportamento do avermelhamento devido à emissão da poeira na direção de aglomerados de estrelas da Galáxia para os quais temos estimativas de avermelhamento a partir de fotometria infravermelha e no ótico. No capítulo 3, são discutidos os valores de avermelhamento na direção de 4956 nebulosas escuras e a estrutura das mesmas vista através dos mapas de avermelhamento. No capítulo 4, derivamos mapas de extinção a partir de fotometria infravermelha para janelas na direção do Bojo Galáctico e comparamos esses mapas com os derivados da emissão $100\mu\text{m}$ da poeira. No capítulo 5, utilizamos imagens infravermelhas para buscar por aglomerados jovens compactos e absorvidos, como Arches e Quintuplet próximos ao Centro galáctico. No capítulo 6, comparamos os avermelhamentos obtidos espectroscopicamente através de galáxias localizadas atrás das Nuvens de Magalhães com os valores de avermelhamento derivados da emissão da poeira nas mesmas linhas de visada. Finalmente, as conclusões e as perspectivas futuras decorrentes do presente trabalho são apresentadas no Capítulo 7. No apêndice A, apresentamos uma lista com as publicações realizadas durante o doutoramento, e anexamos alguns desses trabalhos.

Capítulo 2

Avermelhamento na direção de aglomerados de estrelas da Galáxia

2.1 Introdução

Hudson (1999) analisou os mapas de avermelhamento devido à emissão de poeira $E(B-V)_{FIR}$ de Schlegel et al. (1998) usando 50 aglomerados globulares com $|b| > 10^\circ$ e distância ao Plano Galáctico $|Z| > 3$ Kpc, e além disso, uma amostra de 86 RR Lyrae de Burstein & Heiles (1978b). Essas duas amostras fornecem valores de avermelhamento levemente inferiores aos de Schlegel et al. (1998) ($\Delta E(B-V) = -0.008$ e -0.016 , respectivamente). Estas comparações de avermelhamento não excederam a $E(B-V) \approx 0.30$, e seria interessante estendermos esse limite e testarmos a aplicação dos mapas de Schlegel et al. (1998) para valores mais altos de avermelhamento.

Como a Galáxia é essencialmente transparente em $100\mu\text{m}$, os valores de avermelhamento do infravermelho distante representam a poeira integrada ao longo de densidades de coluna que atravessam toda a Galáxia em uma dada direção. Aglomerados de estrelas da Galáxia que testem distâncias e posições mais variadas e tenham em geral seus avermelhamentos bem determinados por diagrama cor-magnitude são objetos úteis para estudar a distribuição da poeira em suas linhas de visada.

Espera-se que aglomerados de estrelas além do disco de poeira tenham valores de avermelhamento essencialmente comparáveis aos de galáxias na mesma direção. Por outro lado, um aglomerado dentro da camada de poeira galáctica apresenta no seu avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ contribuições de nuvens de poeira que estão em regiões atrás dele. Outra questão é a espessura da faixa de poeira da Galáxia e também a existência de nuvens de poeira em maiores distâncias do Plano.

Nesse capítulo compararemos os valores de avermelhamento medidos a partir de métodos diretos (ou seja o avermelhamento medido a partir da luz das estrelas membro de aglomerados estelares) com o avermelhamento derivado da emissão $100\mu\text{m}$ da poeira $E(B-V)_{FIR}$. Estudamos a espessura da camada de poeira da Galáxia e as contribuições da poeira na frente e atrás dos aglomerados globulares e abertos velhos.

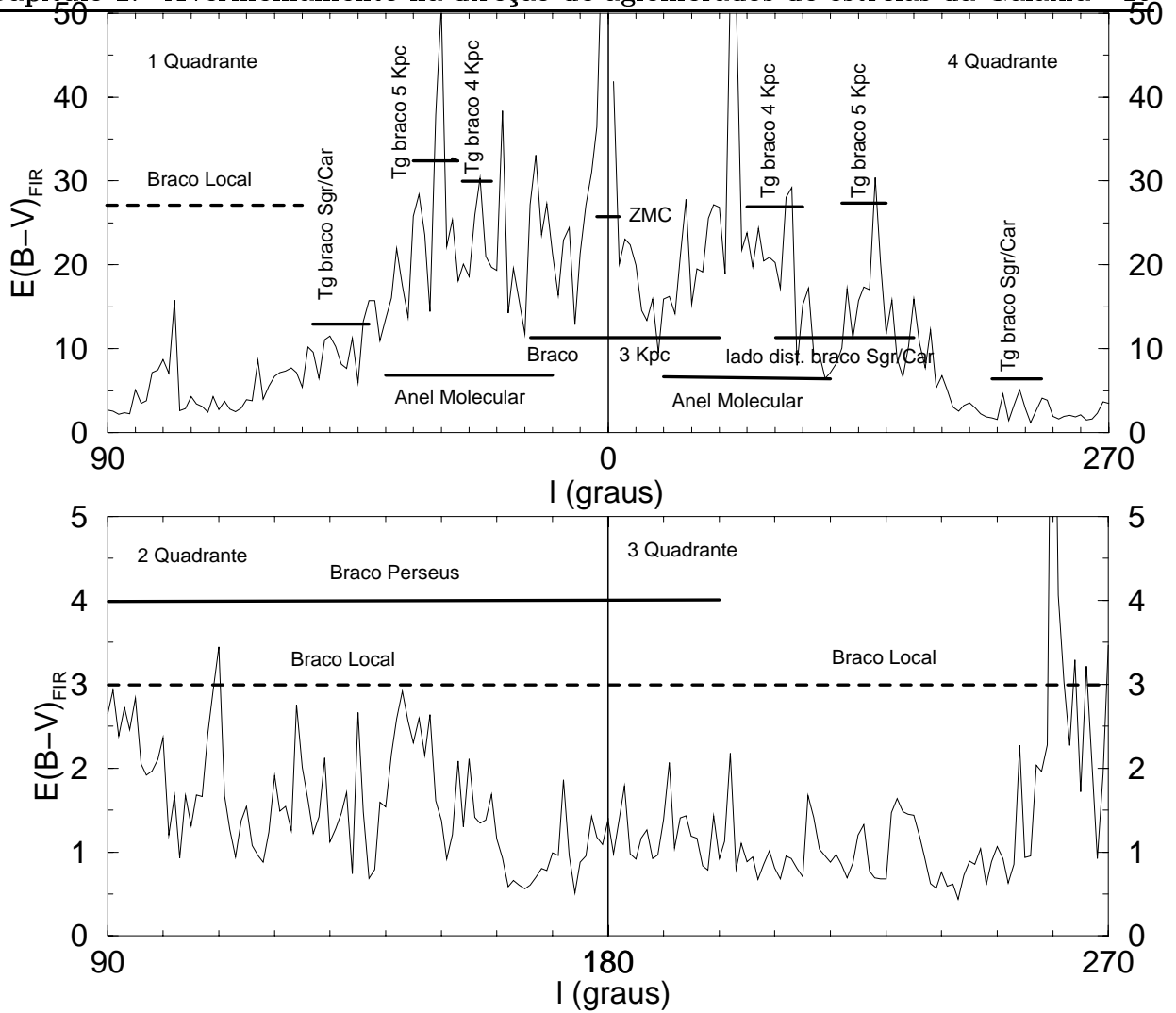


Fig. 2.1: Distribuição de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ ao longo do Plano Galáctico. As linhas indicam limites em longitude galáctica das estruturas ligadas aos braços espirais e outras em larga escala.

2.2 $E(B-V)_{FIR}$ ao longo do Plano Galáctico e em cortes transversais

Extraímos os avermelhamentos $E(B-V)_{FIR}$ dos mapas de Schlegel et al. (1998) para determinados ℓ , b utilizando o programa *dust-getval* fornecido pelos autores.

Discutimos o avermelhamento no Plano Galáctico devido à poeira acumulada nos diferentes braços e perfis de avermelhamento ao longo de longitudes galácticas para ver os efeitos em nuvens de poeira próximas e de alta latitude galáctica.

A Figura 2.1 mostra o perfil em longitude galáctica cobrindo toda a Galáxia: o painel superior na direção do centro galáctico e o inferior na direção do anticentro. Note a grande diferença de avermelhamento entre as duas regiões: o painel inferior apresenta valores típicos de $E(B-V)_{FIR} \approx 1.5$ e os valores no painel superior são 10 vezes mais altos. Indicamos na Figura 2.1 uma série de características do Plano Galáctico observadas em HI, CO e no ótico: (i) regiões tangentes aos braços espirais Sagittarius-Carina, Scutum (braço a 5 Kpc) e o

braço a 4 Kpc (Henderson 1977, Georgelin & Georgelin 1970a; Cohen et al. 1980); (ii) a posição do braço em 3 Kpc (Kerr & Hindman 1970; Bania 1990); (iii) a extensão do lado distante do braço Sagittarius-Carina (Grabelsky et al. 1988); (iv) o anel molecular e a zona molecular central - ZMC (Combes 1991; Morris & Serabyn 1996); e finalmente, (v) as regiões dos braços Local (Orion) e Perseus (Georgelin & Georgelin 1970b). O baixo avermelhamento no painel do anticentro pode ser basicamente explicado pelo efeito cumulativo de apenas 3 braços externos: Orion, Perseus e o braço mais externo (Digel et al. 1990). Nota-se que o avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ é em média mais baixo no terceiro do que no quarto quadrante devido à interrupção do braço de Perseus. O crescimento do $E(B-V)_{FIR}$ do primeiro ao quarto quadrantes na direção do Centro da Galáxia pode ser explicado pelo efeito cumulativo dos braços internos em especial nas suas zonas tangenciais. Devido à transparência da emissão $100\mu\text{m}$ da poeira os lados distantes dos braços da Galáxia também contribuem no $E(B-V)_{FIR}$ (veja a extensão do lado distante do braço de Sagittarius-Carina no quarto quadrante). O anel molecular tem importante contribuição no avermelhamento no Centro Galáctico formando um patamar em $E(B-V)_{FIR} \approx 20$. Finalmente, a zona molecular central (ZMC) é responsável pela cúspide central.

A Figura 2.2 mostra perfis de $E(B-V)_{FIR}$ no intervalo de $|b| \leq 25^\circ$ para longitudes galácticas incluindo nebulosas escuras conhecidas. As nuvens individuais sobretudo em suas partes centrais alcançam $E(B-V)_{FIR}$ comparáveis e até mais altos do que em algumas regiões do Plano Galáctico. As nebulosas escuras apresentam estrutura núcleo-halo. A nebulosa escura de ρ Ophiuchus (painel d) apresenta um núcleo definido por um pico em $E(B-V)_{FIR}$ com largura a meia altura de $35'$ enquanto que o diâmetro do halo em $E(B-V)_{FIR} = 0.5$ é de 4° . O complexo de Chamaeleon I (na região da nebulosa de reflexão IC1631) tem um núcleo cujo pico tem uma largura a meia altura de $48'$ enquanto que o diâmetro do halo em $E(B-V)_{FIR} = 0.5$ é de 2.9° . Dos perfis de $E(B-V)_{FIR}$ e dos ângulos sólidos cobertos por núcleo e halo, temos que o acúmulo de poeira através dos braços se deve mais aos halos das nuvens de poeira conjuntamente com a poeira galáctica difusa.

2.3 Avermelhamento em nebulosas escuras próximas

Na Tabela 2.1 mostramos aglomerados de estrelas embebidos em poeira e grupos de estrelas T Tauri, os quais estão relacionados a complexos de poeira próximos. Esses objetos são particularmente úteis para comparar o avermelhamento derivado da emissão da poeira com o medido diretamente da fotometria infravermelha JHK de seu conteúdo estelar.

Apresentamos valores $E(B-V)_{FIR}$ para as posições centrais desses sistemas estelares indicando a que complexos pertencem. As identificações e localizações desses objetos foram obtidas de: (i) Gomez & Lada (1998) para grupos T Tauri em Barnard 30 e 35; (ii) Lada et al. (1991) para aglomerados infravermelhos embebidos nas nebulosas escuras associadas a NGC2071, M78, NGC2023 e NGC2024 no complexo da nuvem molecular de Orion LDN1630; (iii) Minchin et al. (1991), Janes et al. (1994) e Reipurth et al. (1993 e referências lá citadas) para os três aglomerados embebidos no complexo de nuvem molecular de Orion OMC-1, OMC-2 e OMC-3 respectivamente; (iv) Strom et al. (1993) para 7 objetos na nuvem molecular LDN1641 no complexo de Orion; (v) Carpenter et al. (1997) para o aglomerado infravermelho Monoceros R2; (vi) Lawson et al. (1996) para duas concen-

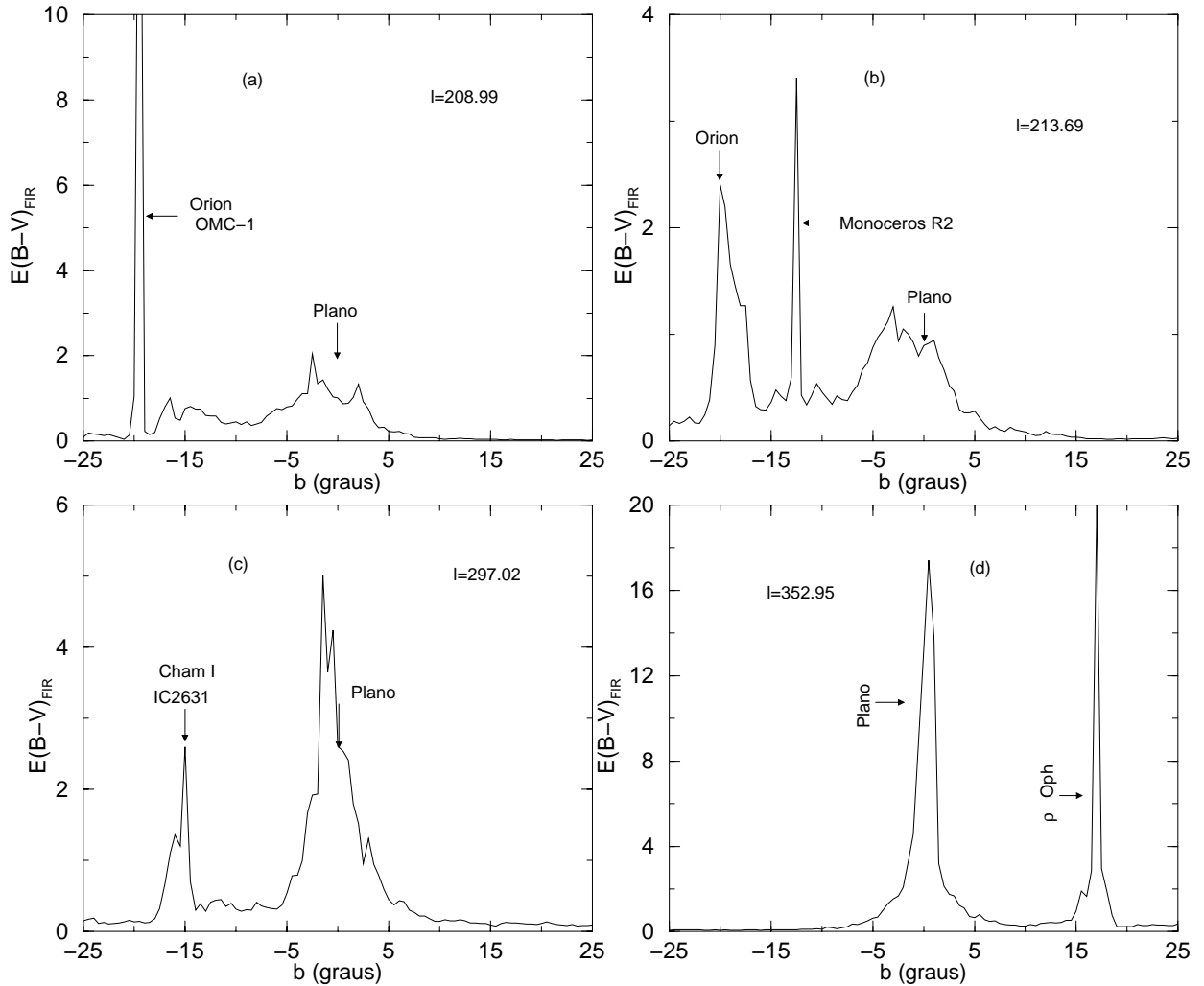


Fig. 2.2: Perfis de $E(B-V)_{FIR}$ em latitude galáctica incluindo nebulosas escuras de alta latitude galáctica: **a** Nuvem Molecular de Orion, **b** Monoceros R2, **c** nebulosa escura Chamaeleon I centrada na nebulosa de reflexão IC2631, e **d** nebulosa escura de ρ Ophiuchi centrada núcleo de nuvem molecular com um aglomerado infravermelho embebido. A longitude é indicada em cada painel.

trações de estrelas T Tauri ao redor das nebulosas de reflexão IC2631 e Cederblad 110/111 na nebulosa escura de Chamaeleon I; (vii) Comerón et al. (1993 e referências lá citadas) para o aglomerado infravermelho de ρ Ophiuchi. Os maiores valores de $E(B-V)_{FIR}$ ocorrem para os aglomerados estelares infravermelhos, enquanto que os grupos T Tauri tendem a estar associados com mais baixos valores de avermelhamento. Isso reflete a necessidade de mais alta densidade de poeira para a formação de aglomerados estelares e estrelas massivas, condições que ocorrem no núcleo de nuvens moleculares gigantes em contraste com nuvens escuras menos massivas (ex. Comerón et al. 1993; Carpenter et al. 1997).

Para o avermelhamento derivado da fotometria infravermelha usada para comparar com $E(B-V)_{FIR}$ adotamos uma razão de extinção total pela seletiva $R_V = 3.1$. Quando os estudos originais não expressam seus resultados em termos de A_V , adotamos as relações de $\frac{A_I}{A_V}$, $\frac{A_H}{A_V}$ e $\frac{A_K}{A_V}$ dadas na Equação 1.11.

A fotometria JHK de estrelas embebidas em NGC2024 (Comerón et al. 1996) indica um

Tab. 2.1: *Avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ em aglomerados infravermelhos e grupos T Tauri em complexos de poeira próximos.*

l (°)	b (°)	Objeto	E(B-V) FIR	C
192.45	-11.31	Grupo T Tau Barnard 30	1.7	1
196.82	-10.55	Grupo T Tau Barnard 35	0.3	1
205.17	-14.13	Aglomerado infravermelho NGC 2071	20.5	2
205.33	-14.31	Aglomerado infravermelho M 78(NGC 2068)	33.6	2
206.47	-16.32	Aglomerado infravermelho NGC 2024	44.9	2
206.85	-16.53	Aglomerado infravermelho NGC 2023	2.1	2
208.55	-19.19	Aglomerado infravermelho OMC-3	7.8	3
208.82	-19.24	Aglomerado infravermelho OMC-2	11.4	4
208.99	-19.38	Aglomerado infravermelho OMC-1	50.9	5
212.43	-18.99	Aglomerado infravermelho L 1641 Sul	10.5	6
210.08	-19.83	Grupo T Tau infravermelho HH 34/KMS 12	2.3	6
210.09	-19.58	Aglomerado infravermelho L 1641 Norte	2.2	6
210.43	-19.73	Aglomerado infravermelho V 380 Ori	4.8	6
210.80	-19.50	Aglomerado infravermelho KMS 35	3.1	6
210.91	-19.33	Grupo T Tau infravermelho KMS 36	4.1	6
210.97	-19.33	Grupo T Tau infravermelho L 1641C	4.6	6
212.23	-19.36	Grupo T Tau CK	3.9	6
213.69	-12.60	Aglomerado infravermelho Mon R2	2.5	7
297.02	-14.92	Grupo T Tau IC 2631(Ced 112)	6.2	8
297.35	-15.75	Grupo T Tau Ced 110/111	2.0	8
352.95	16.96	Aglomerado infravermelho ρ Oph	18.6	9

Notas - coluna 5 refere-se ao Complexo de nuvens de poeira: 1- cabeça de Orion, 2- Orion: na nuvem molecular gigante L 1630, 3- nuvem molecular de Orion 3 (OMC3), 4- nuvem molecular de Orion 2 (OMC2), 5- nuvem molecular de Orion 1 (OMC1), 6- Orion: na nuvem molecular gigante L 1641, 7- Monoceros R2, 8- nebulosa escura Chamaeleon I, 9- nebulosa de ρ Ophiuchi

avermelhamento médio de $E(B-V) \approx 14.5$, mais baixo que o dado $E(B-V)_{FIR}$ (Tabela 1) o que pode indicar que as fontes não estão profundamente embebidas existindo grande quantidade de poeira atrás das estrelas. Outra possibilidade é que a poeira aquecida por estrelas quentes no núcleo da nuvem tenham temperatura maior que 21 K, limite dos mapas de Schlegel et al. (1998). A fotometria HK de estrelas profundamente embebidas em OMC-2 (Johnson et al. 1990) fornece um avermelhamento médio de $E(B-V) = 7.7$, o avermelhamento através da nuvem inteira deveria ser duas vezes maior. Esses valores são compatíveis com $E(B-V)_{FIR} = 11.4$ (Tabela 1). A fotometria JHKL de uma fonte profundamente embebida em OMC-1 (Minchin et al. 1991) indica $A_L = 6$ e $A_K > 9$ os quais implicam em $A_V \approx 200$ ou 90 dependendo do modelo com grãos de poeira grandes ou pequenos respectivamente. Esses últimos valores convertidos para avermelhamento correspondem a $E(B-V) = 64.5$ ou 29.0 respectivamente. Para OMC-1 o avermelhamento derivado da emissão da poeira é $E(B-V)_{FIR} = 50.9$ (Tabela 1), o que favorece o modelo de grãos grandes. A fotometria JHK de estrelas no aglomerado infravermelho de Monoceros R2 (Carpenter et al. 1997) indica que a maioria das estrelas embebidas tem avermelhamento no intervalo $3.3 \leq E(B-V) \leq 4.5$ um pouco mais alto que o $E(B-V)_{FIR} = 2.5$ (Tabela 1).

McGregor et al. (1994) obtiveram fotometria JHK para uma estrela projetada próxima ao centro da nebulosa escura Cederblad 110 em Chamaeleon I. Eles derivaram $E(B-V) \approx 2.4$ ou 5.6 dependendo do tipo espectral suposto. Nessa direção, $E(B-V)_{FIR} = 3.85$ mostra razoável concordância. Comerón et al. (1993) estimaram, da fotometria JHK de fontes profundamente embebidas no núcleo da nebulosa escura ρ Oph, $E(B-V) > 16$, e que estrelas de campo atrás da nuvem são possivelmente afetadas por $E(B-V) \approx 22.5$, o $E(B-V)_{FIR} = 18.6$ do aglomerado infravermelho de ρ Oph é intermediário.

Para os dois aglomerados estelares jovens projetados perto do Centro Galáctico Quintuplet = AFGL2004 ($\ell=0.16$ $b=-0.06$, Glass et al. 1990) e Arches = Object 17 ($\ell=0.12$ $b=0.01$, Nagata et al. 1995) o avermelhamento é $E(B-V) \approx 7.1$ e $E(B-V) \approx 10.6$, respectivamente. Os valores de $E(B-V)_{FIR}$ nas direções do Quintuplet e do Arches são $E(B-V)_{FIR} = 90$ e 102.61 respectivamente. Para o Centro Galáctico temos um avermelhamento estimado de $E(B-V) \approx 9.7$ e um avermelhamento derivado da emissão da poeira de $E(B-V)_{FIR} = 98$. Altos valores de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ são esperados pois nestas direções há contribuição da poeira integrada de atrás do aglomerado até o outro lado do disco. Na frente do Centro Galáctico temos contribuições da zona molecular central, do anel molecular e dos 4 braços espirais entre o Sol e o Centro Galáctico. Por argumentos de simetria considerando ainda 3 braços externos atrás do lado de fora do círculo solar o avermelhamento devido à emissão da poeira não deveria exceder $E(B-V)_{FIR} \approx 25$. Uma possível explicação é que a temperatura da poeira no Centro Galáctico e na vizinhança é significativamente mais alta do que o limite de 21 K do mapa de temperatura de Schlegel et al. (1998). De fato a possibilidade de fluxo de fótons não térmicos e a existência de três aglomerados jovens massivos devem aquecer a poeira. Outra contribuição possível são estrelas muito quentes Pós-AGBs associadas ao Bojo.

Portanto, a comparação dos valores de avermelhamento da fotometria JHK de fontes embebidas em poeira em nuvens escuras com o avermelhamento devido à emissão da poeira na linha de visada desses objetos mostra que os valores de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ são em geral consistentes. Algumas diferenças significativas para aglomerados de estrelas infravermelhos em núcleo de nuvens moleculares podem ser explicadas pela existência de poeira aquecida acima de 21 K. Schlegel et al. (1998) salientaram que uma mesma densidade de coluna de poeira quando aquecida de 17 K para 21 K emite um fluxo 5 vezes maior em $100\mu\text{m}$. Para a região central da Galáxia, os valores de $E(B-V)_{FIR}$ são excessivamente altos, indicando que a poeira próxima ao núcleo encontra-se superaquecida. De fato, assumindo um $E(B-V)_{FIR} \approx 25$ que é portanto um fator ≈ 4 menor do que o $E(B-V)_{FIR}$ dado nos mapas de Schlegel et al. (1998), e atribuindo essa diferença a um efeito de temperatura, teríamos, segundo a equação 1.21, uma temperatura para poeira de $T \approx 26$ K.

2.4 Altura da camada da poeira a partir das nebulosas escuras próximas

Calculamos a distância ao Plano Galáctico (Z) de complexos de poeira próximos para estimar a altura da camada de poeira na qual avermelhamento significativo é esperado, pelo menos na vizinhança solar.

Considerando o Sol como localizado 15 pc acima do Plano Galáctico (Cohen 1995; Hamersley et al. 1995), a distância corrigida de um dado objeto ao Plano Galáctico Z_{pl} é

$$Z_{pl} = d_{\odot} \sin b + 15 \quad (2.1)$$

onde d_{\odot} é a distância do objeto ao Sol em pc.

Os complexos de Orion e ρ Ophiuchi, segundo distâncias obtidas com paralaxes de estrelas membros medidas com o satélite Hipparcos, estão a $d_{\odot} = 490$ pc e $d_{\odot} = 125$ pc,

respectivamente (de Zeeuw et al. 1999), as quais implicam em distâncias do Plano de $Z_{pl} = -148$ pc e $Z_{pl} = 59$ pc respectivamente. A distância de Monoceros R2 é de $d_{\odot} = 830$ pc (Carpenter et al. 1997) e $Z_{pl} = -166$ pc. Finalmente, Chamaeleon I está a $d_{\odot} = 140$ pc (Lawson et al. 1996) e $Z_{pl} = -21$ pc. Dessas nebulosas escuras de alta latitude, os complexos de Monoceros R2 e Orion estão distantes o bastante para estimar a altura da camada de poeira. Os centros dos complexos implicam em $|Z_{pl}| \approx 150$ pc. Como o complexo de Orion parece ter absorção significativa ($E(B-V)_{FIR} \approx 20$) até pelo menos $b = -25^{\circ}$ (ver os perfis em b para OMC-1 e Monoceros R2 na Figura 2), adotamos uma altura para a camada de poeira de 200 pc para as discussões posteriores.

2.5 Avermelhamento na direção de aglomerados globulares e abertos velhos

Aglomerados de estrelas cobrem diferentes latitudes galáticas e distâncias em relação ao Sol, dentro e fora da camada de poeira; eles são objetos interessantes para comparar o avermelhamento derivado da emissão $100\mu\text{m}$ da poeira com os derivados do conteúdo estelar. Nessa seção compilamos valores de avermelhamento para aglomerados globulares e de aglomerados abertos de idade intermediária (1 a 10 bilhões de anos). Escolhemos estes objetos velhos para poder estudar o meio interestelar evitando uma relação física com complexos de poeira, exceto pela possibilidade de interações .

2.5.1 Aglomerados globulares

Harris (1996) compilou parâmetros para 147 aglomerados globulares da Galáxia, mantendo uma versão atualizada na página Web <http://physun.physics.mcmaster.ca/Globular.html>.

Em compilações anteriores (ex. Webbink 1985), muitos aglomerados globulares tinham muito pouca informação . Diagramas cor-magnitude baseados em observações CCD estão agora quase completando os parâmetros para estes objetos, especialmente aglomerados globulares de baixa latitude em campos ricos (ex. Ortolani et al. 1995a; Barbuy et al. 1998a e referências lá citadas). Para ilustrar esse progresso, Terzan 3, para o qual Webbink (1985) atribuía um $E(B-V) = 0.32$ baseado na lei da cossecante (Seção 1.4), Barbuy et al. (1998b) obtiveram, a partir de diagrama cor-magnitude, um avermelhamento consideravelmente mais alto $E(B-V) = 0.72$.

Recentemente foram descobertos 3 aglomerados globulares galáticos: 2MASS-GC01 e 2MASS-GC02, objetos identificados a partir de imagens JHK_s do 2MASS por Hurt et al. 2000 e confirmados como globulares através de diagramas cor-magnitude nas bandas J e K_s por Ivanov et al. (2000); e o aglomerado ESO280-SC6, que foi estabelecido como aglomerado globular através de diagrama cor-magnitude nas bandas V e I por Ortolani et al. (2000).

A Tabela 2.2 lista dados relevantes ao estudo para os 150 aglomerados globulares galáticos através das seguintes colunas: (1) nome do objeto, (2) e (3) coordenadas galáticas, (4) distância ao Sol, (5) avermelhamento derivado da emissão da poeira $E(B-V)_{FIR}$, (6) $E(B-V)$ derivado da análise luz detectada de estrelas membros dos aglomerados, (7) $\beta E(B-V)$ que é a diferença entre $E(B-V)_{FIR}$ e $E(B-V)$ (Seção 2.4.1). Os valores de $E(B-V)_{FIR}$ foram

obtidos a partir dos mapas de avermelhamento de Schlegel et al. (1998) usando as coordenadas galáticas dos aglomerados. Avermelhamentos $E(B-V)$ e distâncias foram extraídas de Harris (1996) da compilação atualizada até Junho de 1999, exceto para os aglomerados globulares de baixa latitude cujas propriedades foram obtidas a partir de diagramas cor-magnitude de trabalhos mais recentes indicados nas notas da tabela. Os aglomerados globulares de baixa latitude também foram estudados através de espectroscopia integrada no infravermelho próximo ($7000 \text{ \AA} < \lambda < 10000 \text{ \AA}$), a qual também é um indicador direto do avermelhamento que afeta o conteúdo estelar (Bica et al. 1998). Para estes aglomerados, os valores de avermelhamento derivados espectroscopicamente são também considerados na Tabela 2.2 (ver notas da Tabela).

2.5.2 Aglomerados abertos velhos

Os aglomerados abertos velhos (700 milhões de anos ou mais), também chamados de aglomerados de idade intermediária, são particularmente úteis no estudo do avermelhamento galático pois se encontram em direções de baixa e intermediária latitudes galáticas devido ao disco velho ser relativamente espesso (Friel 1995). Eles são numerosos para $90^\circ < \ell < 270^\circ$, complementando a distribuição de globulares os quais são de suma importância na direção do Bojo Galático. Procuramos por aglomerados abertos velhos nas compilações de Janes & Phelps 1994, Friel 1995, Carraro et al. 1998 e na versão de Novembro de 1999 do banco de dados de aglomerados abertos de Mermilliod (1996) mantido atualizado na página da Internet <http://obswww.unige.ch/webda>.

Examinamos nos trabalhos originais a qualidade dos diagramas cor-magnitude e os parâmetros derivados para os aglomerados. Nos últimos anos, tem aumentado o número de estudos com fotometria CCD. Eles incluem aglomerados com diagramas cor-magnitude obtidos pela primeira vez, dados CCD de aglomerados observados apenas fotograficamente, e finalmente, aglomerados com novas observações no infravermelho (nas bandas J e K). Mencionando alguns trabalhos recentes: NGC2204, NGC2477, Berkeley39 e Melotte66 (Kassia et al. 1997), Trumpler5 (Kaluzny 1998), Pismis18, Pismis19, NGC6005 e NGC6253 (Piatti et al. 1998a), Berkeley18 (Carraro et al. 1999), e ESO93-SC08 (Bica et al. 1999).

A compilação de Janes & Phelps (1994) incluía 72 aglomerados abertos velhos enquanto que no presente estudo, reunimos 103 objetos. As Hyades foram excluídas devido à proximidade e grande tamanho angular. A Tabela 2.3 lista os aglomerados abertos velhos da Galáxia considerados: (1) nome do objeto, (2) e (3) coordenadas galáticas, (4) distância ao Sol, (5) idade, (6) $E(B-V)_{FIR}$, (7) $E(B-V)$ e (8) $\beta E(B-V)$.

A Figura 2.3 mostra as propriedades da amostra de aglomerados abertos velhos. O painel superior apresenta um histograma com a distribuição dos aglomerados com a distância ao Sol, indicando que a amostra está cobrindo distâncias consideráveis de 1 a 5 Kpc em sua maioria mas também com objetos de 10 a 14 Kpc. O painel inferior mostra um histograma de idades onde notamos um decréscimo de objetos no sentido de aglomerados mais velhos, provavelmente devido a efeitos de dissolução (Friel 1995). Ocorre um pico em $t \approx 5$ bilhões de anos o qual também era notado em compilações anteriores, e a presente amostra confirma sua relevância. Uma possível interpretação para esse pico é que ele poderia estar indicando um episódio de alta taxa de formação estelar no disco velho.

Tab. 2.2: *Propriedades dos aglomerados globulares da Galáxia*

Name	l (°)	b (°)	d _⊙ (kpc)	E(B-V) FIR	E(B-V)	β E(B-V)
47 Tuc,NGC 104	305.90	-44.89	4.5	0.03	0.04	-0.01
NGC 288	152.28	-89.38	8.3	0.01	0.03	-0.02
NGC 362	301.53	-46.25	8.5	0.03	0.05	-0.02
NGC 1261	270.54	-52.13	16.4	0.01	0.01	0.00
Palomar 1	130.07	19.03	10.9	0.20	0.15	0.05
AM 1,E 1	258.36	-48.47	121.9	0.01	0.00	0.01
Eridanus,ESO551-SC1	218.11	-41.33	90.2	0.02	0.02	0.00
Palomar 2	170.53	-9.07	27.6	1.21	1.24	-0.03
NGC 1851	244.51	-35.04	12.1	0.04	0.02	0.02
M79,NGC 1904	227.23	-29.35	12.9	0.04	0.01	0.03
NGC 2298	245.63	-16.0	10.7	0.22	0.14	0.08
NGC 2419	180.37	25.24	84.2	0.06	0.11	-0.05
Pyxis,Weinberger 3	261.32	7.00	39.4	0.32	0.21	0.11
NGC 2808	282.19	-11.25	9.3	0.23	0.23	0.00
E 3,ESO37-SC1	292.27	-19.02	4.3	0.34	0.30	0.04
Palomar 3	240.14	41.86	92.7	0.04	0.04	0.00
NGC 3201	277.23	8.64	5.2	0.26	0.21	0.05
Palomar 4	202.31	71.80	109.2	0.02	0.01	0.01
NGC 4147	252.85	77.19	19.3	0.03	0.02	0.01
NGC 4372	300.99	-9.88	5.8	0.56	0.39	0.17
Rup 106	300.89	11.67	21.2	0.17	0.20	-0.03
M 68,NGC 4590	299.63	36.05	10.2	0.06	0.05	0.01
NGC 4833	303.61	-8.01	6.0	0.33	0.33	0.00
M 53,NGC 5024	332.96	79.76	18.3	0.03	0.02	0.01
NGC 5053	335.69	78.94	16.4	0.02	0.04	-0.02
ωCen,NGC 5139	309.10	14.97	5.3	0.14	0.12	0.02
M 3,NGC 5272	42.21	78.71	10.4	0.01	0.01	0.00
NGC 5286	311.61	10.57	11.0	0.29	0.24	0.05
AM 4	320.28	33.51	29.9	0.05	0.04	0.01
NGC 5466	42.15	73.59	17.0	0.02	0.00	0.02
NGC 5634	342.21	49.26	25.9	0.06	0.05	0.01
NGC 5694	331.06	30.36	34.7	0.10	0.09	0.01
IC 4499	307.35	-20.47	18.9	0.22	0.23	-0.01
NGC 5824	332.55	22.07	32.0	0.17	0.13	0.04
Palomar 5	0.85	45.86	23.2	0.06	0.03	0.03
NGC 5897	342.95	30.29	12.8	0.14	0.09	0.05
M 5,NGC 5904	3.86	46.80	7.5	0.04	0.03	0.01
NGC 5927	326.60	4.86	7.6	0.51	0.45	0.06
NGC 5946,IC 4550	327.58	4.19	12.8	0.71	0.54	0.17
BH 176,ESO224-SC8	328.41	4.34	13.4	0.59	0.69	-0.10
NGC 5986	337.02	13.27	10.5	0.34	0.27	0.07
Lynga 7,BH 184	328.77	-2.79	6.7	1.06	0.72	0.34
Palomar 14,AvdB	28.75	42.18	73.9	0.03	0.04	-0.01
M 80,NGC 6093	352.67	19.46	10.0	0.21	0.18	0.03
M 4,NGC 6121	350.97	15.97	2.2	0.50	0.36	0.14
NGC 6101	317.75	-15.82	15.3	0.10	0.05	0.05
NGC 6144	351.93	15.70	9.1 ¹⁵	0.71	0.41 ¹⁵	0.30
NGC 6139	342.37	6.94	10.1	0.90	0.75	0.15
Terzan 3	345.08	9.19	6.5	0.76	0.72	0.04
M 107,NGC 6171	3.37	23.01	6.4	0.45	0.33	0.12
ESO452-SC11,C1636-283	351.91	12.10	7.8	0.52	0.49	0.03
M 13,NGC 6205	59.01	40.91	7.7	0.02	0.02	0.00
NGC 6229	73.64	40.31	30.7	0.02	0.01	0.01
M 12,NGC 6218	15.72	26.31	4.9	0.17	0.19	-0.02
NGC 6235	358.92	13.52	10.0	0.42	0.36	0.06
M 10,NGC 6254	15.14	23.08	4.4	0.29	0.28	0.01
NGC 6256,BH 208	347.79	3.31	6.4	1.72	1.03	0.69
Palomar 15	18.87	24.30	44.6	0.40	0.40	0.00
M 62,NGC 6266	353.58	7.32	6.9	0.46	0.47	-0.01
M 19,NGC 6273	356.87	9.38	8.7	0.31	0.37	-0.06
NGC 6284	358.35	9.94	14.7	0.31	0.28	0.03
NGC 6287	0.13	11.02	8.5	0.81	0.60	0.21
NGC 6293	357.62	7.83	8.8	0.62	0.41	0.22
NGC 6304	355.83	5.38	6.1	0.52	0.52	0.00
NGC 6316	357.18	5.76	11.0	0.73	0.51	0.22
M 92,NGC 6341	68.34	34.86	8.2	0.02	0.02	0.00
NGC 6325	0.97	8.00	9.6	0.95	0.89	0.06
M 9,NGC 6333	5.54	10.70	8.2	0.43	0.38	0.05
NGC 6342	4.90	9.73	8.6	0.52	0.46	0.06
NGC 6356	6.72	10.22	15.2	0.31	0.28	0.03
NGC 6355	359.58	5.43	7.2	1.21	0.75	0.46
NGC 6352	341.42	-7.17	5.7	0.35	0.21	0.14
IC 1257	16.53	15.14	25.0	0.80	0.73	0.07
Terzan 2,HP 3	356.32	2.30	6.6	2.38	1.46	0.92
NGC 6366	18.41	16.04	3.6	0.75	0.71	0.04
Terzan 4,HP 4	356.02	1.31	7.3	6.34	2.26	4.08

Notas: - Notas: ¹associado com a galáxia anã de Sagittarius (Ibata et al. 1994, Da Costa & Armandroff 1999); ²Barbuy et al. (1998a); ³Bica et al. (1998); ⁴Ortolani et al. (1999a); ⁵Barbuy et al. (1998b); ⁶Ortolani et al. (1999b); ⁷Barbuy et al. (1999); ⁸Ortolani et al. (1999c); ⁹Kaisler et al. 1997; ¹⁰ Rosino et al. (1997); ¹¹Ortolani et al. (1993); ¹²Ortolani et al. (1995b); ¹³Bica et al. (1995); ¹⁴Ortolani et al. (1998); ¹⁵Neely et al. (2000); ¹⁶Ivanov et al. (2000); ¹⁷Ortolani et al. (2000).

Name	l (°)	b (°)	d _⊙ (kpc)	E(B-V) FIR	E(B-V)	β E(B-V)
HP 1, BH 229	357.42	2.12	6.4	2.24	1.15	1.09
NGC 6362	325.55	-17.57	8.1	0.07	0.08	-0.01
Liller 1	354.84	-0.16	7.4 ²	11.57	2.95 ^{2,3}	8.92
NGC 6380, Ton 1	350.18	-3.42	9.8 ^{1,4}	1.54	1.11 ^{3,14}	0.43
Terzan 1, HP 2	357.57	1.00	5.2 ⁴	7.05	2.38 ⁴	4.67
Tonantzintla 2, Pis 26	350.80	-3.42	6.4 ¹³	1.65	1.23 ^{3,13}	0.42
NGC 6388	345.56	-6.74	11.5	0.41	0.40	0.01
M 14, NGC 6402	21.32	14.81	8.9	0.48	0.60	-0.12
NGC 6401	3.45	3.98	12.0 ⁷	0.96	0.53 ⁷	0.43
NGC 6397	338.17	-11.96	2.3	0.19	0.18	0.01
Palomar 6	2.09	1.78	6.4 ²	1.76	1.31 ^{2,3}	0.45
NGC 6426	28.09	16.23	20.4	0.35	0.36	-0.01
Djorgovski 1	356.67	-2.48	5.6 ²	2.13	1.68 ^{2,3}	0.45
Terzan 5, Terzan 11	3.81	1.67	3.6	4.27	2.50	1.77
NGC 6440	7.73	3.80	8.4	1.14	1.07	0.07
NGC 6441	353.53	-5.01	11.2	0.61	0.44	0.17
Terzan 6, HP 5	358.57	-2.16	5.4 ²	2.67	2.13 ^{2,3}	0.54
NGC 6453	355.72	-3.87	11.2	0.67	0.61	0.06
UKS 1	5.12	0.76	7.4 ²	6.81	3.10 ^{2,3}	3.71
NGC 6496	348.02	-10.01	11.5	0.23	0.15	0.08
Terzan 9	3.60	-1.99	4.9 ⁶	2.75	1.78 ^{3,6}	0.97
ESO456-SC38, Djorg 2	2.76	-2.51	5.5 ²	1.19	0.72 ^{2,3}	0.47
NGC 6517	19.23	6.76	10.8	1.21	1.08	0.13
Terzan 10	4.42	-1.86	4.8 ²	5.13	2.41 ²	2.72
NGC 6522	1.02	-3.93	6.1 ²	0.57	0.55 ²	0.02
NGC 6535	27.18	10.44	6.7	0.41	0.34	0.07
NGC 6528	1.14	-4.17	7.8 ²	0.75	0.52 ²	0.23
NGC 6539	20.80	6.78	8.4	1.09	0.97	0.12
NGC 6540, Djorg 3	3.29	-3.31	3.0 ²	0.64	0.60 ²	0.04
NGC 6544	5.84	-2.20	2.6	1.71	0.73	0.98
NGC 6541	349.29	-11.18	7.0	0.16	0.14	0.02
NGC 6553	5.25	-3.02	5.1 ²	1.36	0.70 ²	0.66
NGC 6558	0.20	-6.03	7.4	0.46	0.44	0.02
IC 1276, Palomar 7	21.83	5.67	4.0 ⁵	1.40	1.16 ⁵	0.24
Terzan 12	8.36	-2.10	3.4 ¹⁴	2.85	1.93 ^{3,14}	0.92
NGC 6569	0.48	-6.68	8.7	0.42	0.56	-0.14
NGC 6584	342.14	-16.41	13.4	0.11	0.10	0.01
NGC 6624	2.79	-7.91	8.0	0.26	0.28	-0.02
M 28, NGC 6626	7.80	-5.58	5.7	0.48	0.43	0.05
NGC 6638	7.90	-7.15	8.4	0.41	0.40	0.01
M 69, NGC 6637	1.72	-10.27	8.6	0.17	0.16	0.01
NGC 6642	9.81	-6.44	7.7	0.38	0.41	-0.03
NGC 6652	1.53	-11.38	9.6	0.11	0.09	0.02
M 22, NGC 6656	9.89	-7.55	3.2	0.33	0.34	-0.01
Palomar 8	14.10	-6.80	12.9	0.41	0.32	0.09
M 70, NGC 6681	2.85	-12.51	9.0	0.11	0.07	0.04
NGC 6712	25.35	-4.32	6.9	0.39	0.45	-0.06
M 54, NGC 6715 ¹	5.61	-14.09	27.2	0.15	0.14	0.01
NGC 6717, Palomar 9	12.88	-10.90	7.1 ⁸	0.25	0.22 ^{3,8}	0.03
NGC 6723	0.07	-17.30	8.8	0.16	0.05	0.11
NGC 6749, Be 42	36.20	-2.20	7.3 ^{10,9}	1.77	1.45 ^{10,9}	0.32
NGC 6752	336.50	-25.63	4.0	0.06	0.04	0.02
NGC 6760	36.11	-3.92	7.4	0.65	0.77	-0.12
M 56, NGC 6779	62.66	8.34	10.1	0.25	0.20	0.05
Terzan 7 ¹	3.39	-20.07	23.2	0.09	0.07	0.02
Palomar 10	52.44	2.72	5.9 ⁹	2.05	1.58 ^{3,9}	0.47
Arp 2 ¹	8.55	-20.78	28.6	0.11	0.10	0.01
M 55, NGC 6809	8.80	-23.27	5.4	0.14	0.07	0.07
Terzan 8 ¹	5.76	-24.56	26.0	0.15	0.12	0.03
Palomar 11	31.81	-15.58	12.9	0.23	0.34	-0.11
M 71, NGC 6838	56.74	-4.56	3.9	0.33	0.25	0.08
M 75, NGC 6864	20.30	-25.75	18.8	0.15	0.16	-0.01
NGC 6934	52.10	-18.89	17.4	0.11	0.09	0.02
M 72, NGC 6981	35.16	-32.68	17.0	0.06	0.05	0.01
NGC 7006	63.77	-19.41	41.5	0.08	0.05	0.03
M 15, NGC 7078	65.01	-27.31	10.3	0.11	0.10	0.01
M 2, NGC 7089	53.38	-35.78	11.5	0.04	0.06	-0.02
M 30, NGC 7099	27.18	-46.83	8.0	0.05	0.03	0.02
Palomar 12	30.51	-47.68	19.1	0.04	0.02	0.02
Palomar 13	87.10	-42.70	26.9	0.11	0.05	0.06
NGC 7492	53.39	-63.48	25.8	0.04	0.00	0.04
2MASS-GC01 ¹⁶	10.47	0.10	3.1 ¹⁶	32.91	6.74 ¹⁶	26.17
2MASS-GC02 ¹⁶	9.78	-0.61	3.9 ¹⁶	9.88	5.54 ¹⁶	4.34
ESO280-SC6 ¹⁷	346.90	-12.57	21.9 ¹⁷	0.16	0.07 ¹⁷	0.09

Nota: - Propriedades dos aglomerados globulares da Galáxia (Cont.)

Tab. 2.3: *Propriedades dos aglomerados abertos velhos da Galáxia*

Name	l (°)	b (°)	d _⊙ (kpc)	t (10 ⁶ anos)	E(B-V) FIR	E(B-V)	β E(B-V)
Be 81	34.66	-1.95	3.00	1000	2.92	1.00	1.92
IC 4756,Mel-210	36.37	5.25	0.44	750	0.76	0.20	0.56
NGC 6802,Cr 400	55.32	0.94	0.93	1750	4.32	0.83	3.49
NGC 6940,Mel-232	69.90	-7.16	0.93	750	0.48	0.24	0.24
NGC 6791,Be 46	70.01	10.95	4.24	9000	0.15	0.15	0.00
NGC 6819,Mel-223	73.97	8.47	1.86	2550	0.20	0.24	-0.04
IC1311,Tr36	77.69	4.27	4.38	1200	0.65	0.45	0.20
NGC 6811,Mel-222	79.44	11.95	1.29	650	0.14	0.13	0.01
NGC 6866,Mel-229	79.54	6.86	1.49	650	0.77	0.12	0.65
Be 54	83.12	-4.14	3.80	5600	1.19	0.84	0.35
NGC 7044,Cr 433	85.86	-4.13	3.35	1770	1.03	0.67	0.36
IC 1369,Cr 432	89.56	-0.40	0.99	1450	2.69	0.60	2.09
NGC 6939,Mel-231	95.86	12.31	1.20	1800	0.39	0.50	-0.11
NGC 7226,Cr 446	101.42	-0.59	2.56	600	1.03	0.47	0.56
Ki 9	101.43	-1.82	4.56	4400	0.61	0.72	-0.11
NGC 7142,Cr 442	105.42	9.45	1.95	5100	0.50	0.40	0.10
Ki 19,Basel 2	110.57	0.14	1.39	1850	2.25	0.48	1.77
NGC 7789,Mel-245	115.48	-5.35	1.84	1520	0.41	0.25	0.16
Be 99	115.95	10.11	4.90	3150	0.48	0.30	0.18
Ki 11	117.15	6.47	2.13	5800	0.97	1.00	-0.03
NGC 7762,Mel-244	117.18	5.84	0.77	1750	1.19	0.81	0.38
Be 2	119.70	-2.31	5.25	800	0.93	0.80	0.13
NGC 188,Mel-2	122.77	22.47	1.60	4900	0.09	0.09	0.00
Ki 2	122.88	-4.68	6.00	5800	0.44	0.31	0.13
Cr 463	127.36	9.56	0.35	700	0.73	0.24	0.49
IC 166,Tom 3	130.07	-0.19	3.08	1200	1.15	0.80	0.35
Be 64	131.91	4.59	3.88	1000	1.07	1.04	0.03
NGC 752,Mel-12	137.17	-23.35	0.37	1700	0.05	0.04	0.01
Be 66	139.41	0.20	5.00	4700	1.43	1.25	0.18
Ki 5	143.74	-4.26	2.19	850	0.95	0.78	0.17
NGC 1245,Mel-18	146.63	-8.92	2.80	1080	0.31	0.29	0.02
NGC 1193,Cr 35	146.80	-12.17	4.01	4950	0.24	0.12	0.12
Ki 7	149.77	-1.02	2.20	690	1.81	1.25	0.56
NGC 1496,Cr 44	149.86	0.14	1.23	630	1.42	0.45	0.97
NGC 1798,Be 16	160.77	4.83	3.82	1450	0.60	0.51	0.09
Ki 22,Be 18	163.62	5.01	4.67	4600	0.61	0.47	0.14
NGC 2192,Mel-42	173.41	10.63	3.47	1100	0.18	0.20	-0.02
Be 69	174.43	-1.79	2.86	890	0.84	0.65	0.19
Be 17	175.63	-3.66	2.53	9000	0.76	0.64	0.12
Ki 8	176.39	3.11	3.35	800	0.84	0.68	0.16
Be 19	176.90	-3.59	4.83	3000	0.53	0.40	0.13
NGC 1817,Cr 60	186.13	-13.12	1.97	950	0.33	0.29	0.04
NGC 2158,Mel-40	186.64	1.78	4.09	2200	0.75	0.45	0.30
Be 21	186.84	-2.51	5.40	2700	0.84	0.69	0.15
NGC 2266,Mel-50	187.78	10.27	3.38	800	0.11	0.10	0.01
NGC 2194,Mel-43	197.26	-2.33	2.65	1000	0.82	0.42	0.40
Be 29	197.97	8.02	10.50	4800	0.10	0.21	-0.11
NGC 2141,Cr 79	198.07	-5.78	4.25	2950	0.42	0.33	0.09
NGC 2420,Mel-69	198.11	19.65	2.37	2300	0.04	0.03	0.01
Be 22	199.80	-8.04	5.05	3300	0.65	0.63	0.02
Tr 5,Cr 105	202.86	1.06	2.60	4900	0.95	0.61	0.34
NGC 2355,Mel-63	203.36	11.80	2.20	800	0.14	0.12	0.02
Be 20	203.50	-17.28	8.27	4600	0.21	0.13	0.08
NGC 2236,Cr 94	204.37	-1.68	3.21	930	0.96	0.36	0.60
NGC 2395,Cr 144	204.62	13.95	0.61	1450	0.10	0.07	0.03
Praesepe,M 44	205.53	32.52	0.17	800	0.03	0.01	0.02
NGC 2112,Cr 76	205.90	-12.59	0.80	5000	1.06	0.50	0.56
Biur 7,Be 31	206.25	5.12	3.74	3700	0.14	0.24	-0.10
Biur 8,Be 32	207.93	4.37	3.09	4500	0.26	0.16	0.10
Cr 110	209.64	-1.97	1.95	1400	1.12	0.50	0.62
Biur 9,Be 30	210.78	2.86	2.34	900	0.63	0.61	0.02
NGC 2324,Mel-59	213.39	3.22	3.70	850	0.29	0.13	0.16
NGC 2286,Cr 117	215.31	-2.29	2.19	1600	1.26	0.03	1.23
M 67,NGC 2682	215.66	31.94	0.82	5300	0.03	0.06	-0.03
Be 39	223.46	10.08	4.40	7400	0.12	0.12	0.00
NGC 2204,Mel-44	226.01	-16.09	4.27	2150	0.10	0.09	0.01
Haf 8	227.53	1.35	1.18	1430	0.66	0.03	0.63
Haf 6	227.85	0.24	3.23	950	0.76	0.43	0.33
Mel-71,Cr 155	228.95	4.51	2.69	950	0.26	0.06	0.20
NGC 2360,Mel-64	229.79	-1.40	1.30	1250	0.82	0.08	0.74
NGC 2423,Mel-70	230.47	3.54	0.70	1200	0.32	0.12	0.20
NGC 2506,Mel-80	230.60	9.96	3.01	2250	0.08	0.09	-0.01

Name	l (°)	b (°)	d_{\odot} (kpc)	t (10^6 anos)	E(B-V) FIR	E(B-V)	β E(B-V)
Tom 1,Haf 1	232.33	-7.31	3.00	1000	0.50	0.40	0.10
Tom 2,Haf 2	232.83	-6.88	9.60	2100	0.39	0.25	0.14
NGC 2539,Mel-83	233.71	11.10	1.48	600	0.07	0.08	-0.01
NGC 2243,Mel-46	239.48	-18.01	3.75	6000	0.07	0.05	0.02
NGC 2527,Cr 174	246.08	1.85	0.61	850	0.47	0.08	0.39
NGC 2533,Cr 175	247.80	1.30	1.55	1900	0.68	0.01	0.67
AM 2,ESO368SC7	248.12	-5.87	8.35	8300	0.73	0.56	0.17
NGC 2627,Mel-87	251.58	6.65	1.91	2800	0.15	0.15	0.00
NGC 2477,Mel-78	253.56	-5.83	1.12	900	0.65	0.29	0.36
Pis 3	257.86	0.49	1.35	2550	1.56	1.35	0.21
Pis 2	258.85	-3.33	2.84	1700	2.27	1.48	0.79
Mel-66,Cr 147	259.56	-14.24	2.88	5900	0.22	0.17	0.05
NGC 2818A,Mel-96	262.00	8.60	3.93	1050	0.19	0.18	0.01
NGC 2660,Mel-92	265.93	-3.00	2.89	1100	1.11	0.37	0.74
NGC 1901,Bok 1	279.04	-33.64	0.42	832	0.33	0.06	0.27
NGC 3680,Mel-106	286.76	16.93	0.90	2200	0.09	0.06	0.03
ESO92SC18	287.12	-6.65	7.90	5300	0.29	0.26	0.03
NGC 3496,Cr 237	289.51	-0.40	1.12	850	2.40	0.50	1.90
ESO93SC8	293.50	-4.04	13.70	4500	0.91	0.64	0.27
NGC 3960,Mel-108	294.36	6.18	1.68	800	0.44	0.29	0.15
Harv 6,Cr 261	301.68	-5.53	2.38	8500	0.45	0.30	0.15
AL 1,ESO96SC4	305.36	-3.16	7.57	800	0.94	0.72	0.22
IC 4291,Pis 18	308.24	0.32	2.24	1200	5.79	0.50	5.29
Pis 19	314.70	-0.30	2.40	1000	12.52	1.45	11.07
NGC 5823,Mel-131	321.12	2.45	0.71	1650	2.04	0.11	1.93
NGC 5822,Mel-130	321.57	3.59	0.83	850	0.98	0.17	0.81
NGC 6005,Mel-138	325.78	-2.98	2.69	1200	0.84	0.45	0.39
NGC 6208,Cr 313	333.75	-5.76	1.25	2050	0.33	0.15	0.18
NGC 6134,Mel-146	334.91	-0.19	0.88	1150	25.66	0.39	25.27
NGC 6253,Mel-156	335.45	-6.25	1.51	4000	0.35	0.24	0.11
IC 4651,Mel-169	340.08	-7.90	0.82	2400	0.25	0.11	0.14

Nota: - Propriedades dos aglomerados abertos velhos da Galáxia (Cont.)

2.6 Discussão

A distribuição angular em coordenadas galáticas dos aglomerados globulares e abertos velhos para $|b| < 20^\circ$ é mostrada na Figura 2.4, centrada na direção do Centro Galáctico. As duas amostras são complementares, os aglomerados globulares cobrem preferencialmente as regiões centrais da Galáxia, enquanto que os aglomerados abertos velhos estão preferencialmente na região do anticentro Galáctico. Os valores mais frequentes de avermelhamento para $|b| < 10^\circ$ são intermediários ($0.2 \leq E(B-V) \leq 1.0$). Para altas latitudes pequenos valores dominam.

Valores de avermelhamento para aglomerados globulares próximos ao Centro e Plano Galácticos frequentemente excedem $E(B-V) = 1$. Terzan 1, 4, 5, 6 e 10 excedem $E(B-V) = 2$; Liller 1 e UKS 1 têm $E(B-V) \approx 3$; e finalmente, 2MASS-GC01 e 2MASS-GC02 têm $E(B-V) = 5.54$ e 6.74 , respectivamente. O avermelhamento devido à emissão da poeira é muito grande nesses casos excedendo a $E(B-V)_{FIR} = 4$ para Terzan 1, 4, 5, 10, e excedendo a $E(B-V)_{FIR} \approx 7$ para UKS 1, Liller 1, 2MASS-GC01 e 2MASS-GC02, que são os 4 aglomerados globulares mais próximos ao Plano (Tabela 2.2). Para os aglomerados abertos velhos, o maior avermelhamento derivado de diagrama cor-magnitude é para Pismis2 ($E(B-V) = 1.48$), e sete outros excedem $E(B-V) = 1$ (Tabela 2.3). Os aglomerados IC4291 (Pismis18), Pismis19 e NGC6134 ($E(B-V)_{FIR} = 25.66$) têm $E(B-V)_{FIR} > 5$. Eles estão em latitudes muito baixas e em direções não muito distantes do Centro Galáctico (Tabela 2.3), na qual temos a emissão de poeira acumulada de vários braços espirais e do anel molecular (Seção 2.2).

A Figura 2.5 mostra $E(B-V)_{FIR}$ em função do avermelhamento derivado do conteúdo estelar. O painel **a** contém 51 aglomerados com $|b| > 20^\circ$, apresentando uma boa concordância

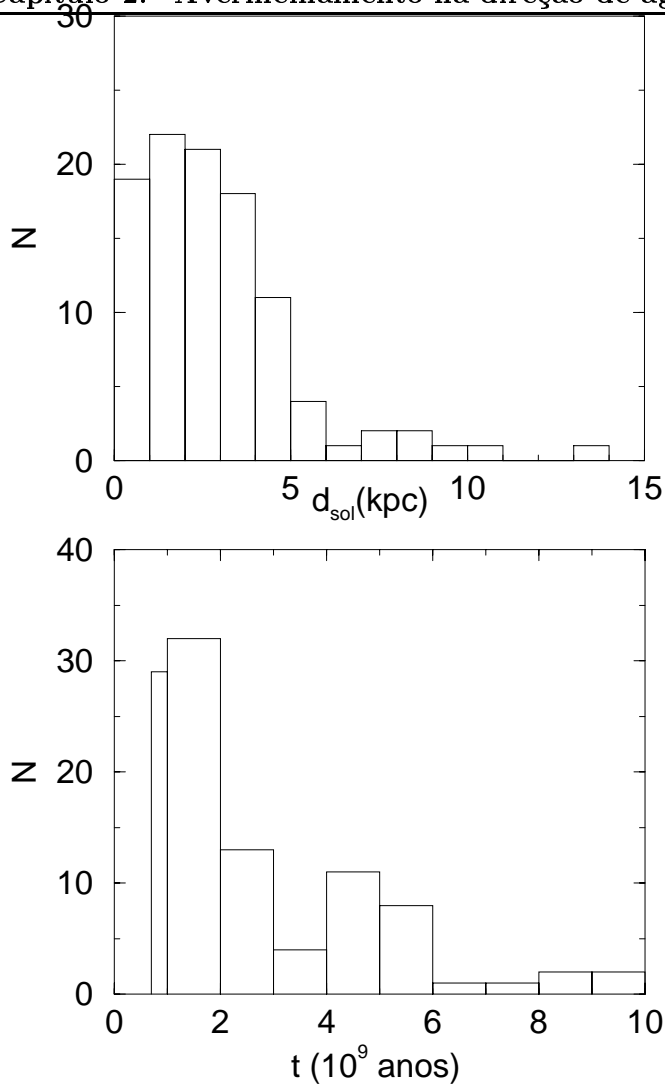


Fig. 2.3: Histograma de distâncias (painel superior) e idades (painel inferior) dos aglomerados abertos velhos. No histograma de idades o primeiro intervalo corresponde a aglomerados com idades de 0.7 a 1 bilhão de anos.

entre os dois tipos de avermelhamentos, exceto para os aglomerados M107 e NGC1901, os quais serão discutidos na seção 2.6.1. Os valores de avermelhamento até a latitude limite são $E(B-V)_{FIR} \approx E(B-V) \approx 0.4$. O painel **b** contém 202 aglomerados com $|b| < 20^\circ$ onde a maioria dos pontos segue a função identidade até $E(B-V) \approx 1.0$, e parte deles apresenta grandes diferenças no sentido sempre de $E(B-V)_{FIR}$ ser mais alto. Para $E(B-V) > 1.0$ os pontos se desviam sistematicamente da função identidade também no sentido de mais altos $E(B-V)_{FIR}$. Uma possível interpretação seria que está aumentando a contribuição das nuvens de poeira atrás do aglomerado.

2.6.1 $\beta E(B-V)$: avermelhamento devido à poeira atrás dos aglomerados

Para examinar a possibilidade de avermelhamento devido à poeira atrás dos aglomerados globulares e abertos velhos, definimos a diferença $\beta E(B-V) = E(B-V)_{FIR} - E(B-V)$ (Tabelas

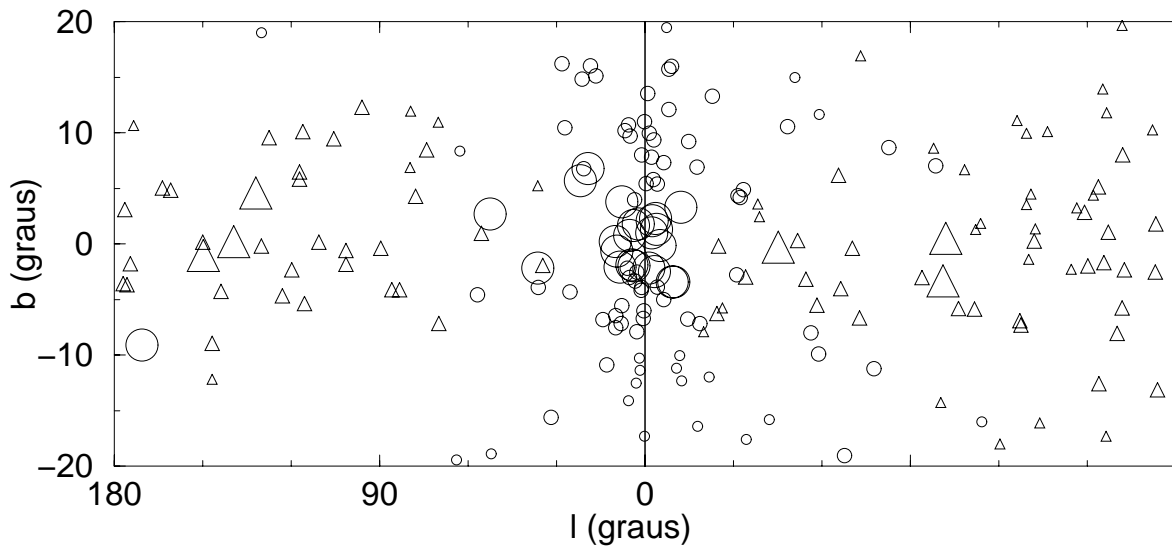


Fig. 2.4: Distribuição angular em coordenadas galácticas para os aglomerados globulares (círculos) e abertos velhos (triângulos) dentro de $|b| < 20^\circ$. O tamanho do símbolo é proporcional ao avermelhamento derivado do conteúdo estelar: (i) grande corresponde a $E(B-V) > 1.0$; (ii) intermediário $0.2 \leq E(B-V) \leq 1.0$; e (iii) pequeno $E(B-V) < 0.2$.

2.2 e 3.3, respectivamente). A Figura 2.6 mostra histogramas de $\beta E(B-V)$ considerando as duas amostras. Para aglomerados de alta latitude ($|b| > 20^\circ$) encontramos uma distribuição tipicamente gaussiana sugerindo uma distribuição de erro. Segundo Schlegel et al. (1998), as incertezas no $E(B-V)_{FIR}$ são da ordem de 16%. O pico gaussiano no intervalo 0-0.02, indica um pequeno deslocamento sistemático entre os dois tipos de avermelhamento no sentido dos valores $E(B-V)_{FIR}$ serem mais altos. Isso pode ser visto também no painel **a** da Figura 2.5 como um deslocamento sistemático em relação à função identidade. Existem dois objetos no painel **a** da Figura 2.6 que apresentam valores de $\beta E(B-V)$ maiores: são o aglomerado globular M107 (NGC6171) e o aglomerado aberto NGC1901. Para M107, $E(B-V)_{FIR}=0.45$ e $E(B-V)=0.33$ (Tabela 2.3), portanto $\beta E(B-V)=0.12$. Recentemente Salaris & Weiss (1997) derivaram $E(B-V)=0.38$ para esse aglomerado, a partir do ajuste de isócronas ao diagrama cor-magnitude. Eles ressaltaram que, para esse aglomerado, os valores de avermelhamento da literatura variam de $0.30 < E(B-V) < 0.48$. Por isso, acreditamos que as posições de

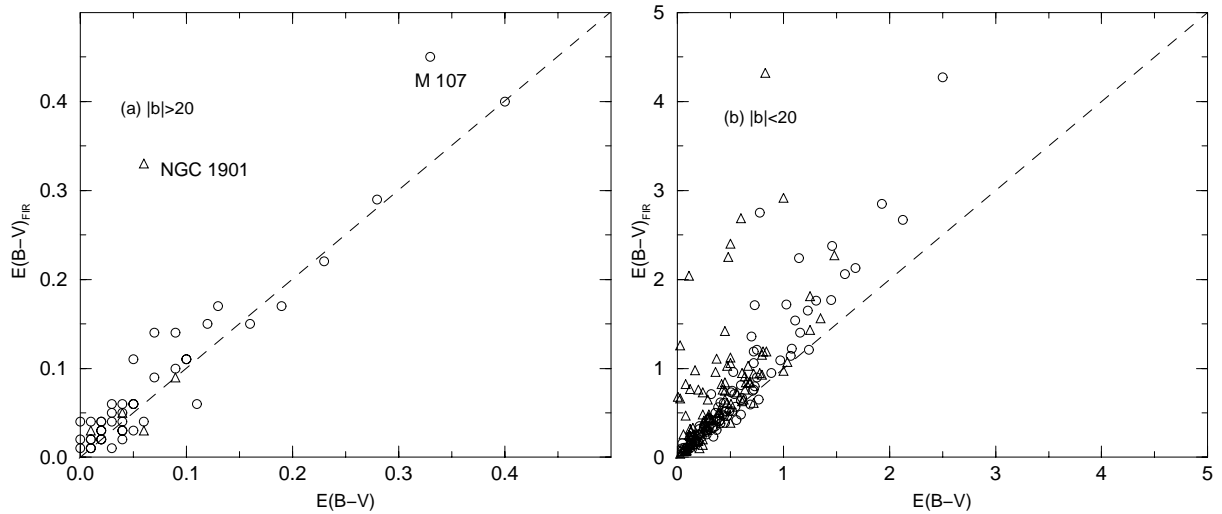


Fig. 2.5: Diagrama $E(B-V)_{FIR} \times E(B-V)$ para aglomerados globulares (círculos) e abertos velhos (triângulos) em: **a** alta latitude ($|b| > 20^\circ$) e **b** baixa latitude ($|b| < 20^\circ$). A linha tracejada representa a função identidade. Note que o painel **b** foi limitado à objetos com $E(B-V)_{FIR} \leq 5$ (Tabelas 2.2 e 2.3).

M107 nas Figuras 2.5 e 2.6 se devem às incertezas na determinação do avermelhamento a partir do conteúdo estelar. Por outro lado, NGC1901 com $E(B-V)_{FIR}=0.33$ e $E(B-V)=0.06$ (Tabela 2.3) está na frente do disco da Grande Nuvem (Sanduleak & Philip 1968), portanto o alto $\beta E(B-V)=0.27$ deve-se à emissão de poeira por complexos da Grande Nuvem que estão na mesma linha de visada. Os painéis **b** e **c** mostram histogramas de $\beta E(B-V)$ para aglomerados de baixa latitude ($|b| < 20^\circ$) com $\beta E(B-V) < 1.5$ e valores mais altos de $\beta E(B-V)$. Similarmente ao painel **a**, em **b** ocorre um pico próximo ao zero (intervalo 0-0.04), o qual indica que a maioria dos pontos se aproximam da função identidade (Painel **b** da Figura 2.5). Portanto, os valores de avermelhamento de Schlegel et al. (1998) em baixas latitudes concordam com os derivados de fotometria estelar para cerca de dois terços dos aglomerados. Finalmente, o histograma para altos valores de $\beta E(B-V)$ (Painel **c**) mostra que 18 aglomerados possuem $\beta E(B-V) > 1.0$. Objetos com $\beta E(B-V) \geq 0.30$ serão discutidos em detalhe na seção 2.6.4 quanto à possibilidade de seus valores de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$

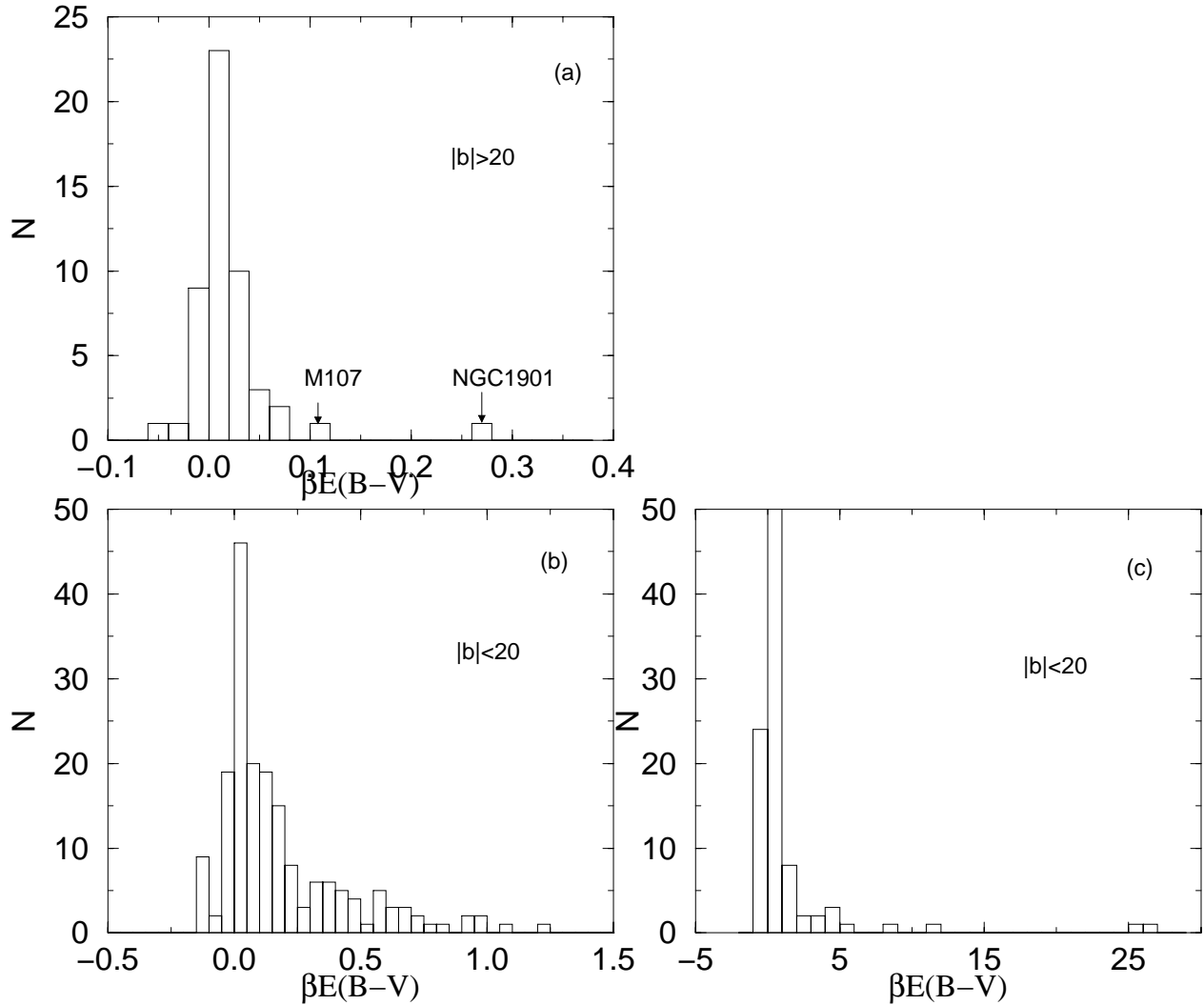


Fig. 2.6: Histogramas de $\beta E(B-V)$ para a amostra total de aglomerados globulares e abertos velhos: **a** alta latitude, **b** baixa latitude com $\beta E(B-V) < 1.5$ e **c** baixa latitude cobrindo o intervalo inteiro de $\beta E(B-V)$. O pico em **c** está truncado em $N=50$.

se deverem em parte à poeira atrás dos aglomerados.

Como a perda de massa é importante nos estágios finais da evolução de estrelas gigantes vermelhas, a poeira pode se acumular em aglomerados globulares. Pequenas nuvens de poeira interna podem causar avermelhamento diferencial tanto quando derivado de diagrama cor-magnitude ou da emissão da poeira. Forte & Mendez (1988) encontraram evidências de poeira dentro de aglomerados globulares. Eles estudaram 10 aglomerados globulares, em particular NGC362 e NGC6624, e detectaram através de imagens CCD regiões com deficiência de luz, as quais foram atribuídas a nebulosas escuras com extinções intrínsecas de $A_V = 2.5$. Seus tamanhos são da ordem de dezenas de parsec e se localizam próximas ao núcleo do aglomerado. Para examinar a sensibilidade do avermelhamento devido à emissão da poeira a estas contribuições de poeira interna em NGC362 e NGC6624, extraímos valores de $E(B-V)_{FIR}$ ao longo de uma cruz com 17 pixels nos mapas de Schlegel et al. (1998) (cada pixel possui $2.4' \times 2.4'$). A cruz cobre o corpo principal do aglomerado bem como regiões fora

dele, mas ainda dentro do raio de maré do aglomerado (Trager et al. 1995). As flutuações no $E(B-V)_{FIR}$ não excederam a 0.01 em NGC362 e 0.02 em NGC6624. Concluimos que o avermelhamento devido à emissão da poeira não é sensível a pequenas nuvens comparadas ao tamanho do pixel de Schlegel et al. (1998), que devem ter na sua soma um fator de cobertura também pequeno.

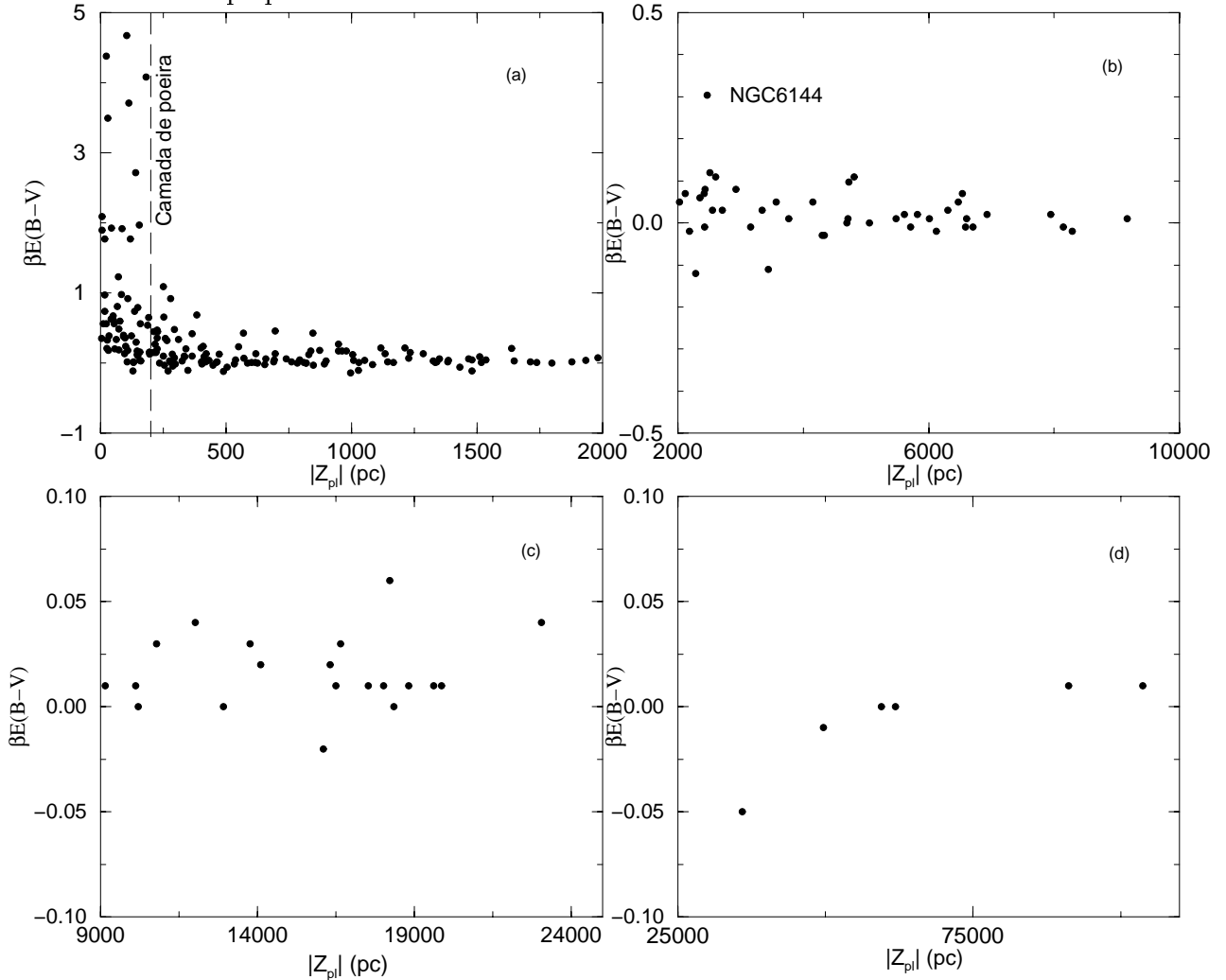


Fig. 2.7: Diagrama $\beta E(B-V) \times |Z_{pl}|$ para a amostra de aglomerados globulares e abertos velhos. Os painéis mostram distintos intervalos de distâncias ao Plano. A altura da camada de poeira de 200 pc é indicada no painel a, onde são mostrados valores de $\beta E(B-V) < 5$.

Aglomerados de estrelas dentro da camada de poeira como definida na seção 2.4 ($|Z_{pl}| \approx 200$ pc) são esperados ter um $\beta E(B-V)$ grande. Para estudar o comportamento de $\beta E(B-V)$ consideramos a distância perpendicular ao Plano dos aglomerados (Z_{pl}) calculada a partir da eq. 2.1, usando os dados das Tabelas 2.2 e 2.3 para globulares e abertos velhos respectivamente. A Figura 2.7 mostra $\beta E(B-V)$ em função de Z_{pl} para quatro intervalos de Z_{pl} . O Painel a mostra objetos até 2 Kpc do Plano. Existe um grande espalhamento de valores de $\beta E(B-V)$ dentro da camada de poeira a 200 pc, no entanto, o espalhamento se estende até cerca de ≈ 400 pc. Esse espalhamento sugere que a maior parte das diferenças entre

avermelhamento derivado da emissão da poeira e o do conteúdo estelar é devida a nuvens de poeira da Galáxia atrás dos aglomerados. Os painéis **b**, **c** e **d** mostram o comportamento de $\beta E(B-V)$ para distâncias do Plano maiores. Nos três painéis, os valores de $\beta E(B-V)$ são pequenos, consistentes com o fato que estes objetos são aglomerados do Halo. Somente um objeto no painel **b** mostra um $\beta E(B-V)$ excessivamente alto, NGC6144 (Seção 2.6.4). Nos painéis **b** e **c** o valor médio de $\beta E(B-V)$ é levemente positivo correspondendo a um pequeno desvio sistemático no sentido de valores mais altos de $E(B-V)_{FIR}$. A menos de uma distribuição difusa de poeira no Halo causada, por exemplo, por fluxos de esfriamento e/ou restos de galáxias anãs acretadas pela Galáxia, esse pequeno desvio sistemático observado para os aglomerados globulares do Halo implica em um ponto zero levemente superestimado por Schlegel et al. (1998) ou que as cores intrínsecas de referência, distribuições espectrais e isócronas estavam excessivamente avermelhadas. Finalmente, no painel **d** esse pequeno desvio sistemático não está presente, no entanto a amostra é muito pequena.

Altos valores de $\beta E(B-V)$ podem ter sua origem na existência de nuvens de poeira atrás dos aglomerados, principalmente os que estão dentro da camada de poeira. Para investigar essa possibilidade, calculamos as posições dos aglomerados na Galáxia e as comparamos com a distribuição adotada da camada de poeira. A latitude em relação ao verdadeiro Plano Galáctico é dada por:

$$\tan b_{pl} = \frac{Z_{pl}}{d \sin b} \tan b \quad (2.2)$$

Usando a latitude corrigida b_{pl} foi possível calcular a distância corrigida do aglomerado ao Plano d_{pl} , a distância do Plano até a fronteira da camada de poeira ao longo da linha de visada do aglomerado d_{cam} e para os aglomerados dentro da camada de poeira foi calculado o caminho atrás do aglomerado que é atravessado pela camada de poeira d_{fundo} :

$$d_{pl} = \frac{Z_{pl}}{\sin b_{pl}}, d_{cam} = \frac{200 pc}{\sin b_{pl}}, d_{fundo} = d_{cam} - d_{pl} \quad (2.3)$$

onde 200 pc refere-se à camada de poeira adotada (seção 2.4). Adotamos também um raio do disco galáctico de $R = 15$ Kpc.

A Figura 2.8 exemplifica a geometria de um aglomerado dentro da camada de poeira e os parâmetros acima definidos.

A Figura 2.9 mostra no painel **a** e no painel com aumento de escala **b** $E(B-V)_{FIR}$ em função do d_{cam} . Notamos no painel **a** que os objetos com maiores valores de $E(B-V)_{FIR}$ (ex. NGC6134, Pismis19, Liller1, IC4291, 2MASS-GC01 e 2MASS-GC02) são os que a linha de visada atravessa uma maior quantidade de camada de poeira. Isso é esperado pois o avermelhamento derivado da emissão da poeira contém contribuições da poeira integrada ao longo da linha de visada através de todo caminho atravessado na camada de poeira. O Painel **b** sugere duas correlações com diferentes inclinações, as quais podem indicar diferentes efeitos cumulativos da emissão da poeira devido à distribuição discreta das nuvens de poeira. No painel **c** e no painel com aumento de escala **d** é mostrado o comportamento de $\beta E(B-V)$ em função do caminho atrás do aglomerado atravessado pela camada de poeira (d_{fundo}). O painel **c** sugere que grandes valores de $\beta E(B-V)$ para aglomerados como NGC6134, Pismis19, Liller1, IC4291, 2MASS-GC01 e 2MASS-GC02 surgem da distribuição de poeira atrás desses aglomerados. No entanto todos esses objetos são próximos ao Plano onde podemos ter o

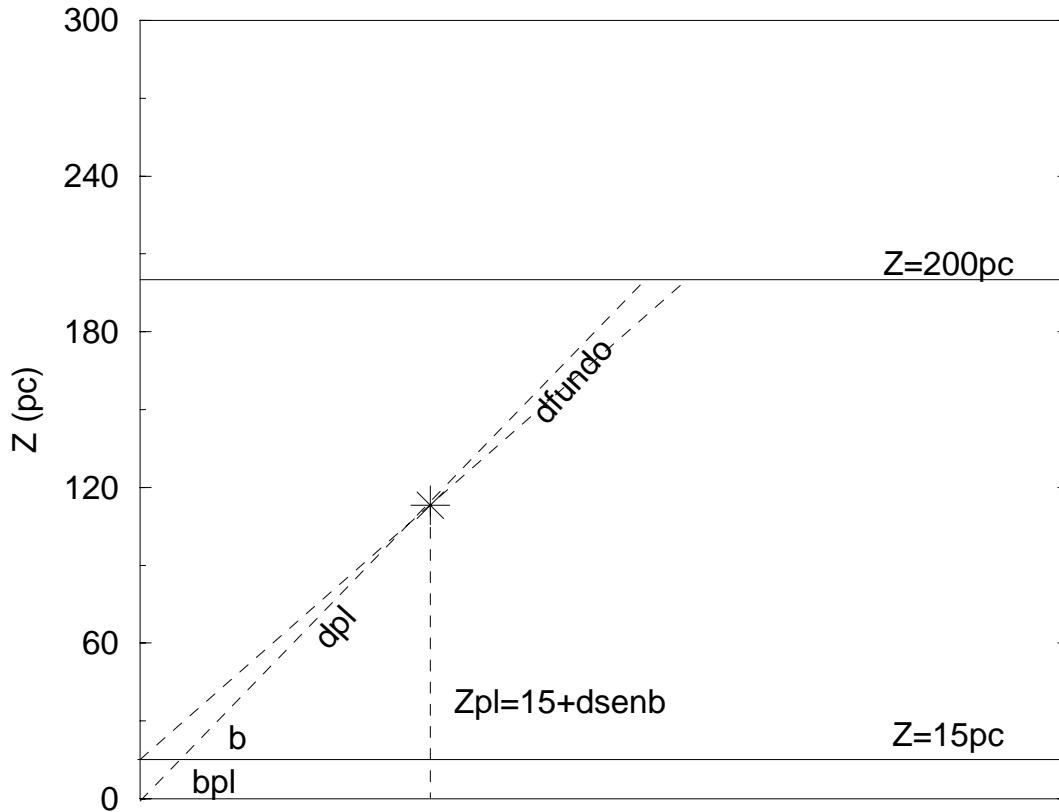


Fig. 2.8: Ilustração dos parâmetros b_{pl} , d_{pl} , Z_{pl} e d_{fundo} para um aglomerado dentro da camada de poeira.

efeito de temperatura (seção 2.3) que também leva a uma superestimação dos valores de $E(B-V)_{FIR}$. O painel **d** mostra um espalhamento considerável que pode ser atribuído a diferentes origens, como por exemplo: (i) distribuição inhomogênea das nuvens de poeira, e (ii) hipótese sobre o disco de poeira não satisfatória. Note que com a altura assumida camada de poeira de 200 pc, os aglomerados fora da camada ($d_{fundo} = 0$) têm um considerável intervalo de valores para $\beta E(B-V)$ com $0 < \beta E(B-V) < 1$. Isso sugere que a camada de poeira na Galáxia poderia ser mais espessa (Seção 2.6.4).

2.6.2 Direções de alguns aglomerados jovens avermelhados

Como o disco jovem é consideravelmente mais fino que o disco velho (Janes & Phelps 1994; Friel 1995) vamos estudar alguns casos de avermelhamento em alguns dos aglomerados jovens mais avermelhados opticamente.

NGC3603 e Westerlund 2 são aglomerados embebidos em complexos com Região III,

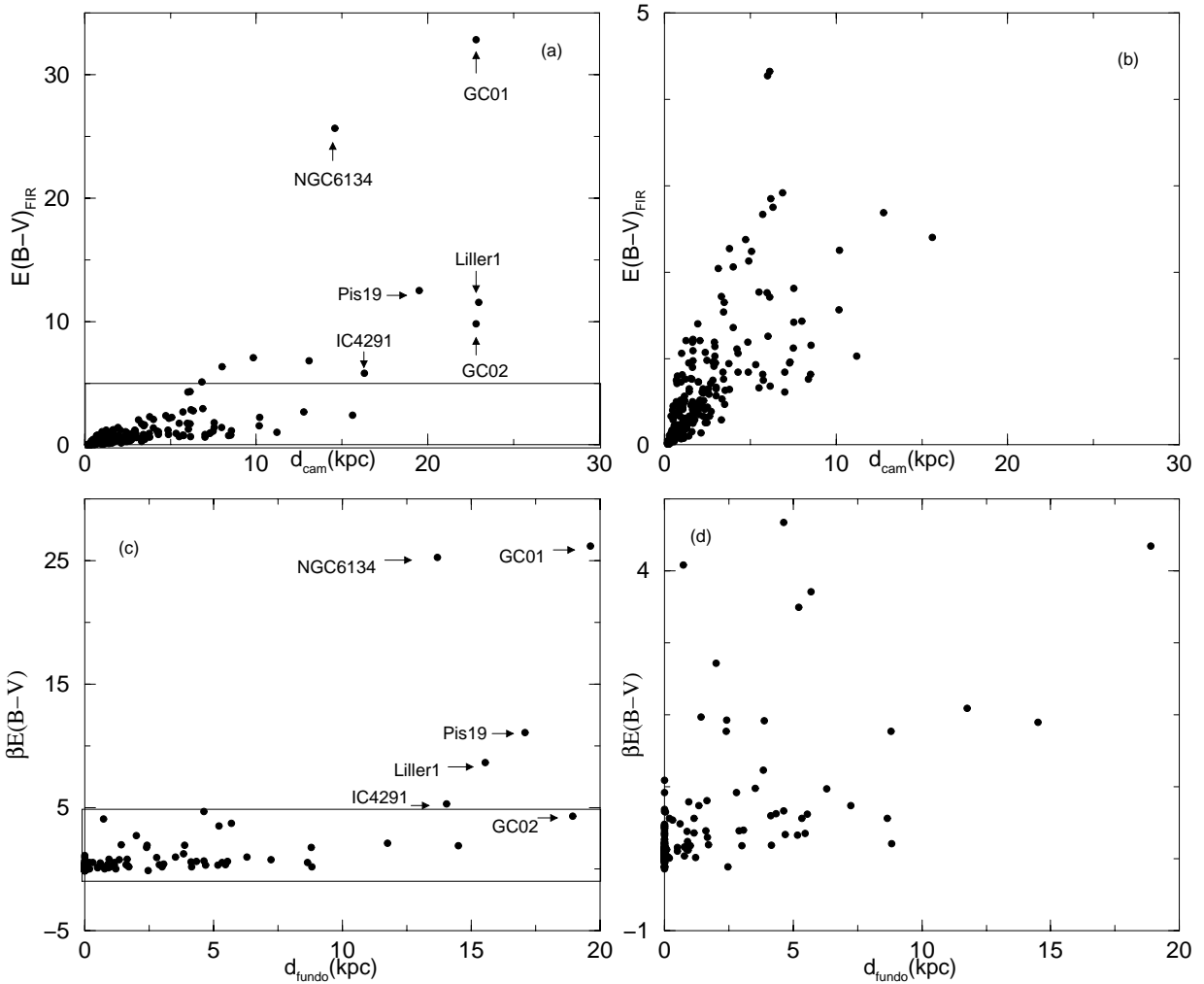


Fig. 2.9: Diagrama de $E(B-V)_{FIR} \times d_{cam}$ para $|Z_{pl}| = 200$ pc nos painéis a e b. Diagrama de $\beta E(B-V) \times d_{fundo}$ para $|Z_{pl}| = 200$ pc nos painéis c e d. Os painéis b e d são ampliações da região retangular nos painéis a e c respectivamente.

onde o avermelhamento interno é importante. NGC3603 ($\ell=291.61^\circ$, $b=-0.52^\circ$) dista do Sol $d_\odot = 7$ Kpc e tem $E(B-V) = 1.44$ (compreendendo avermelhamentos interno e frontal) medido a partir de diagrama cor-magnitude por Melnick et al. (1989). Santos & Bica (1993) através de espectroscopia integrada obtiveram um avermelhamento frontal de $E(B-V)_f = 1.18$, implicando portanto em um avermelhamento interno de $E(B-V)_i = 0.26$ considerando os dois métodos. Westerlund 2 ($\ell=284.27^\circ$, $b=-0.33^\circ$) com a distância de $d_\odot = 5.7$ Kpc tem $E(B-V) = 1.67$ a partir de diagrama cor-magnitude obtido por Moffat et al. (1991). Piatti et al. (1998b) derivou um $E(B-V)_f = 1.40$ e $E(B-V)_i = 0.27$ por espectroscopia integrada.

Westerlund 1 ($\ell=339.55^\circ$, $b=-0.40^\circ$) é possivelmente o aglomerado aberto mais avermelhado observado oticamente. Com diagramas cor-magnitude e espectro integrado Piatti et al. (1998b) derivaram $E(B-V) = 4.3$ e $d_\odot = 1.0$ Kpc.

A partir do mapa de avermelhamento de Schlegel et al. (1998) obtivemos valores altos de $E(B-V)_{FIR}$ para os três aglomerados jovens do disco: 59.7 para NGC3603, 65.7 para

Westerlund 2 e 12.3 para o Westerlund 1. Os valores extremamente altos de $E(B-V)_{FIR}$ para NGC3603 e Westerlund 2 estão provavelmente relacionados à existência de núcleos de nuvens moleculares na linha de visada, visto que os dois aglomerados estão na direção tangente ao braço de Sagittarius-Carina e também esta região tem muita formação estelar e poeira aquecida. Westerlund 1 está projetado não muito distante da direção do Centro Galáctico e seu alto $E(B-V)_{FIR}$ pode ser explicado pelo efeito cumulativo da poeira ao longo do disco e estruturas, como o anel molecular além do aquecimento da poeira acima de $T=21$ K (seção 2.3).

2.6.3 Avermelhamento na direção da galáxia anã de Sagittarius

Os aglomerados globulares associados (M54, Terzan 7, Arp 2 e Terzan 8) com a galáxia anã Sagittarius (Ibata et al. 1994) são indicados na Tabela 2.2. Seus valores de avermelhamento derivados do conteúdo estelar são comparáveis aos da emissão da poeira, sendo a diferença $\beta E(B-V)$ da mesma ordem das incertezas das medidas. Considerando esses aglomerados como ligeiramente frontais à população do campo da anã de Sagittarius, temos então, pelo $\bar{\beta} E(B-V)_{FIR}=0.01$, um valor aproximado para o avermelhamento interno na anã Sagittarius, muito pequeno mas consistente com o fato que a galáxia é pobre em HI (Koribalski et al. 1994).

2.6.4 Evidência de nebulosas escuras com $Z_{pl} > 200$ pc

Adotando uma altura de $Z_{pl} = 200$ pc para camada de poeira da Galáxia, a Tabela 2.4 apresenta 62 aglomerados com $\beta E(B-V) \geq 0.30$. Mostramos para cada aglomerado sua altura em relação ao Plano $|Z_{pl}|$ e as distâncias do Plano ao final da camada de poeira ao longo da linha de visada do aglomerado d_{cam} e o caminho atrás do aglomerado até o final da camada de poeira d_{fundo} , além das coordenadas galácticas e distância ao sol já apresentadas nas Tabelas 2.2 e 2.3. Esses aglomerados estão divididos em dois grupos, um formado por aglomerados dentro da camada de poeira (12 globulares e 33 abertos velhos) e os outros aglomerados fora dela (15 globulares e 2 abertos velhos). Como discutido na seção 2.6.1, os altos valores de $\beta E(B-V)$ (ver também Figura 2.7) podem ser explicados em parte pelo acúmulo de poeira atrás do aglomerado que contribui para os valores de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$. Embora tenhamos usado uma altura para a camada de poeira de 200 pc, existem evidências de nuvens de poeira a latitudes mais altas. Um exemplo típico é a nebulosa escura Draco que está a uma altura entre 300 a 400 pc do Plano (Gladders et al. 1998). Também, complexos de formação estelar traçados por estrelas Wolf-Rayet indicam que eles estão concentrados dentro de uma faixa com altura do Plano de 225 pc, no entanto, alguns atingem 300 pc (Conti & Vacca 1990). Howk & Savage (1999) detectaram estruturas de poeira em altas distâncias do Plano em um conjunto de 7 galáxias espirais vistas de lado (NGC891, NGC3628, NGC4013, NGC4217, NGC4302, NGC4565 e NGC4634). A espessura da camada de poeira nessas galáxias varia de $500 < 2 \times |Z_{pl}| < 900$ pc. Foram encontradas estruturas de poeira com centenas de parsecs a alturas de 500-1450 pc. Portanto uma espessura de camada de poeira de $2 \times |Z_{pl}| = 600$ pc para a Galáxia seria um valor razoável.

Adotando uma camada de poeira de $|Z_{pl}| = 300$ pc teríamos apenas 7 aglomerados fora da camada de poeira (Tabela 2.4). Isso corresponderia a 3 % do total de 253 aglomera-

Tab. 2.4: *Parâmetros referentes à posição na camada de poeira dos aglomerados com $\beta E(B-V) \geq 0.30$*

Aglomerados dentro da camada de poeira						
nome	ℓ ($^{\circ}$)	b ($^{\circ}$)	d (Kpc)	$ Z_{pl} $ (pc)	d_{cam} (kpc)	d_{fundo} (kpc)
Terzan 4	356.02	1.31	7.30	181.81	8.03	0.73
Liller 1*	354.84	-0.16	7.40	5.65	22.95	15.55
Terzan 1	357.57	1.00	5.20	105.71	9.84	4.64
Terzan 5	3.81	1.67	3.60	119.86	6.01	2.41
Terzan 6	358.57	-2.16	5.40	188.42	5.73	0.33
UKS 1	5.12	0.76	7.40	113.10	13.09	5.69
Terzan 9	3.60	-1.99	4.90	155.07	6.32	1.42
Terzan 10	4.42	-1.86	4.80	140.72	6.82	2.02
NGC 6544	5.84	-2.20	2.60	84.76	6.13	3.53
Terzan 12	8.36	-2.10	3.40	109.53	6.21	2.81
Be 81	34.66	-1.95	3.00	87.03	6.89	3.89
IC 4756	36.37	5.25	0.44	55.24	1.60	1.16
NGC 6802	55.32	0.94	0.93	30.25	6.15	5.22
NGC 6866	79.54	6.86	1.49	192.88	1.55	0.06
IC 1369*	89.56	-0.40	0.99	8.09	12.76	11.77
NGC 7226*	101.42	-0.59	2.56	11.35	11.21	8.65
Ki19*	110.57	0.14	1.39	18.39	10.19	8.80
NGC 7762	117.18	5.84	0.77	93.31	1.65	0.88
Cr 463	127.36	9.56	0.35	73.10	0.97	0.61
IC 166*	130.07	-0.19	3.08	4.79	8.55	5.47
Ki 7*	149.77	-1.02	2.20	24.14	7.54	5.34
NGC 1496*	149.86	0.14	1.23	18.00	7.54	6.31
NGC 2194	197.26	-2.33	2.65	92.68	5.72	3.07
Tr 5*	202.86	1.06	2.60	63.07	8.25	5.64
NGC 2236*	204.37	-1.68	3.21	79.06	8.12	4.91
NGC 2112	205.90	-12.59	0.80	159.29	1.00	0.20
Cr 110	209.64	-1.97	1.95	52.00	7.50	5.55
NGC 2286	215.31	-2.29	2.19	72.46	6.04	3.85
Haf 8	227.53	1.35	1.18	42.79	5.52	4.34
Haf 6*	227.85	0.24	3.23	28.52	8.40	5.17
NGC 2360*	229.79	-1.40	1.30	16.75	8.53	7.23
NGC 2527	246.08	1.85	0.61	34.68	3.52	2.91
NGC 2533	247.80	1.30	1.55	50.15	6.18	4.63
NGC 2477	253.56	-5.83	1.12	98.71	2.27	1.15
Pis 2	258.85	-3.33	2.84	149.88	3.79	0.95
NGC 2660	265.93	-3.00	2.89	136.17	4.24	1.35
NGC 3496*	289.51	-0.40	1.12	7.18	15.62	14.50
IC 4291	308.24	0.32	2.24	27.50	16.29	14.05
Pis 19*	314.70	-0.30	2.40	2.44	19.49	17.09
NGC 5823	321.12	2.45	0.71	45.34	3.14	2.42
NGC 5822	321.57	3.59	0.83	66.95	2.48	1.65
NGC 6005	325.78	-2.98	2.69	124.78	4.31	1.62
NGC 6134	334.91	-0.19	0.88	12.08	14.57	13.69
2MASS-GC01	10.47	0.10	3.10	20.41	22.80	19.70
2MASS-GC02	9.78	-0.61	3.90	26.50	22.82	18.92
Aglomerados fora da camada de poeira						
Lynga 7	328.77	-2.79	6.70	310.96	4.31	0.00
NGC 6144	351.93	15.70	10.30	2800.81	0.74	0.00
NGC 6256	347.79	3.31	6.40	384.34	3.33	0.00
NGC 6355	359.58	5.43	7.20	695.99	2.07	0.00
Terzan 2	356.32	2.30	6.60	279.74	4.72	0.00
HP 1	357.42	2.12	6.40	251.63	5.09	0.00
NGC 6380	350.18	-3.42	9.80	569.32	3.44	0.00
Tonantzintla 2	350.80	-3.42	6.40	366.60	3.49	0.00
NGC 6401	3.45	3.98	12.00	847.48	2.83	0.00
Palomar 6	2.09	1.78	6.40	213.70	5.99	0.00
Djorgovski 1	356.67	-2.48	5.60	227.19	4.93	0.00
ESO456-SC38	2.76	-2.51	5.50	225.74	4.87	0.00
NGC 6553	5.25	-3.02	5.10	253.56	4.02	0.00
NGC 6749	36.20	-2.20	7.30	265.09	5.51	0.00
Palomar 10	52.44	2.72	5.90	294.84	4.00	0.00
Be 54	83.12	-4.14	3.80	259.20	2.93	0.00
NGC 7044	85.86	-4.13	3.35	226.14	2.96	0.00

Nota: * caminhos ao longo das linhas de visada foram truncadas considerando o raio galáctico $R = 15$ kpc.

dos estudados aqui. Eles são todos globulares: Lynga 7, NGC6144, NGC6256, NGC6355, NGC6380, Tonantzintla 2 e NGC6401. Dentre esses aglomerados somente NGC6144 está muito longe do Plano com $|Z_{pl}| \approx 2.8$ Kpc (Tabela 2.4) para ter um alto valor de $\beta E(B-V)=0.30$, onde consideramos o $E(B-V)$ de fotometria CCD recente (Neely et al. 2000). O avermelhamento derivado da emissão da poeira $E(B-V)_{FIR}=0.71$ provavelmente surge de poeira aquecida acima de 21 K pela estrela quente σ Scorpii próxima a linha de visada. NGC6144 está projetado na fronteira do complexo de ρ Ophiuchi, na associação OB Upper Scorpium que dista $d_{\odot} = 125$ pc (de Zeeuw et al. 1999). A linha de visada do aglomerado cruza com a nebulosa de reflexão iluminada pela supergigante vermelha Antares, também designada de IC4606, Cederblad 132 ou vdB-RN107 no catálogo de nebulosas de reflexão de van den Bergh (1966). A estrela vizinha σ Scorpii é dupla (B2III + O9.5 V), e ioniza a região HII Sharpless 2-9 (Sharpless 1959), ou Gum 65 (Gum 1955). Essa estrela dupla quente também tem sua nebulosa de reflexão Cederblad 130 (vdB-RN104) a qual se superpõe com a nebulosa de reflexão Antares. É possível que os grãos de poeira na direção de NGC6144 encontrem-se aquecidos por essa configuração particular.

No entanto, a distribuição de poeira cai aproximadamente de forma exponencial (Méndez & van Altena 1998) à medida que nos afastamos do Plano Galáctico, logo o aumento da altura da camada de poeira assim como nuvens discretas de alta latitude não podem explicar completamente os valores de $\beta E(B-V)$. Vemos que quase metade dos objetos da amostra com $\beta E(B-V) \geq 0.30$ (15 dentro e 13 fora da camada) encontram-se na faixa em direção do Centro Galáctico ($-45^{\circ} < \ell < 35^{\circ}$ $|b| \leq 5^{\circ}$) com temperaturas acima ou próximas a 21 K, limite superior para a correção por efeito de temperatura nos mapas de Schlegel et al. (1998), ver Figura 1.9. Portanto os altos valores de $\beta E(B-V)$ para esses objetos se devem também a um efeito de temperatura similar ao que ocorre no Centro Galáctico (seção 2.3). Fora dessa faixa, além de NGC 6144 projetado próximo ao complexo de ρ Ophiuchi, temos mais os seguintes objetos projetados em regiões com poeira aquecida (com $T \approx 21$ K: (i) Be54, NGC7044 e NGC6866 na direção do Complexo de Cepheus, e (ii) NGC2112 e NGC2236 na direção do Complexo Orion-Monoceros. Os objetos restantes podem estar projetados em pequenas regiões aquecidas que não podemos identificar com um mapa de temperatura na escala da Figura 1.9. Considerando os objetos fora da camada, apenas Palomar 10 não está claramente projetado em regiões com poeira à alta temperatura.

2.6.5 Modelo de distribuição da poeira em relação ao Plano Galáctico

Considerando um modelo de decaimento exponencial para a distribuição da poeira à medida que nos afastamos do Plano, temos que a densidade de poeira é dada por:

$$n(r) = n_0 \exp\left(\frac{-|Z_{pl}|}{h_{esc}}\right) \quad (2.4)$$

onde Z_{pl} é a distância perpendicular ao Plano do objeto e h_{esc} é a altura em que a densidade de poeira cai em 1/e em relação à densidade de poeira exatamente no Plano Galáctico, n_0 . Esse modelo simples não considera variações radiais da distribuição de poeira ao longo do Plano. Utilizando-se deste modelo de distribuição da poeira, Méndez & van Altena

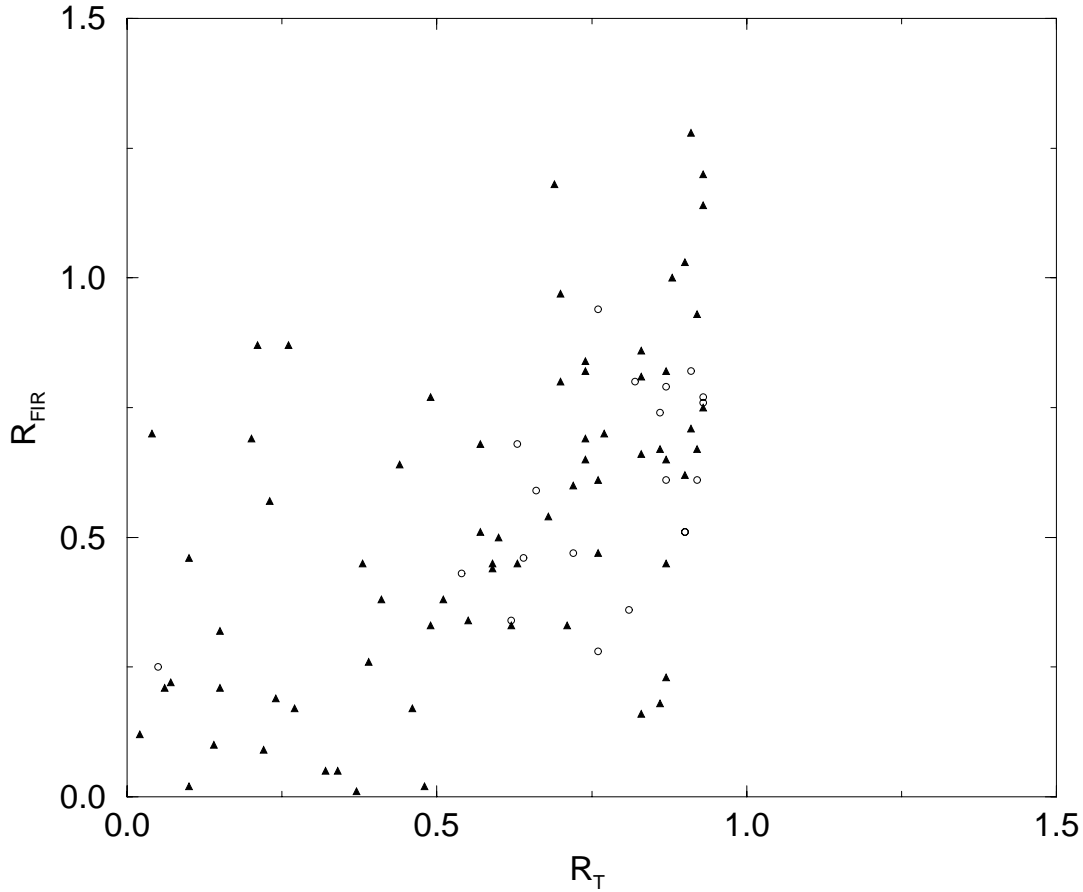


Fig. 2.10: Diagrama das razões de avermelhamento $R_T \times R_{FIR}$ para aglomerados globulares (círculos) e abertos velhos (triângulos) dentro da camada de poeira de $|Z_{pl}| = 300$ pc.

(1998), obtiveram a seguinte relação entre os valores de avermelhamento até determinado objeto e na linha de visada do objeto, mas contendo contribuição de nuvens de poeira até o infinito:

$$R_T = \frac{E(B - V)(d_{pl}, \ell, b_{pl})}{E(B - V)(\ell, b_{pl})_{\infty}} = 1 - \exp\left(\frac{-d_{pl} \sin b_{pl}}{h_{esc}}\right) \quad (2.5)$$

onde, tomando como referência um ponto correspondente ao Sol localizado sobre o Plano Galáctico, temos d_{pl} , distância ao Plano, ℓ e b_{pl} coordenadas galácticas em relação ao Plano para o objeto.

Utilizando as equações 2.1, 2.2, 2.3 e 2.5, estimamos as razões teóricas de valores de avermelhamento R_T para 23 aglomerados globulares e 69 abertos dentro da camada de poeira. Para as estimativas, adotamos a escala de altura $h_{esc} = 110$ pc (Méndez & van Altena 1998) o que implica termos uma densidade de poeira correspondente a 5 % da densidade de poeira no Plano em $Z_{pl} = 330$ pc. Isto sugere uma altura efetiva da camada de poeira da

Galáxia de $|Z_{pl}| = 300$ pc. Na figura 2.10 mostramos uma comparação entre as razões R_T e $R_{FIR} = \frac{E(B-V)}{E(B-V)_{FIR}}$ para os aglomerados dentro da camada de poeira. Notamos que a maior parte dos aglomerados tanto globulares como abertos velhos apresentam uma boa correlação entre as duas razões, embora elas estejam sendo medidas ao longo de duas linhas de visada (Sol no Plano - Aglomerado e Sol a $Z_{pl}=15$ pc - Aglomerado) ligeiramente diferentes do aglomerado. Isso indica novamente que apesar dos possíveis efeitos de temperatura já mencionados, o acúmulo de nuvens de poeira ao longo da linha de visada do aglomerado também é um fator determinante nas diferenças de avermelhamento $\beta E(B-V)$.

Capítulo 3

Avermelhamento na direção de nebulosas escuras da Galáxia

3.1 Introdução

O obscurecimento no ótico devido às nuvens de poeira é um obstáculo para o estudo da estrutura galáctica em termos de aglomerados de estrelas e regiões HII. Entretanto, a associação da poeira com o gás molecular, e a possibilidade de determinações de velocidades (ex. Blitz et al. 1982, Dame et al. 1984, Magnani et al. 1985) fazem das nuvens de poeira e/ou moleculares, excelentes traçadores na Galáxia. Parte das nuvens de poeira estão formando estrelas, com objetos proto-estelares e/ou aglomerados de estrelas embebidos na poeira (ex. Kenyon et al. 1994, Lawson et al. 1996, Lada et al. 1991, 1996). As direções de nebulosas escuras são potencialmente interessantes para a busca de novos aglomerados infravermelhos, não somente aglomerados embebidos como também aglomerados de diferentes idades ocultos pela poeira. Os recentes trabalhos de fotometria sistemática no infravermelho próximos tais como “Two Micron All Sky Survey” (2MASS; Skrutskie et al. 1997) e o “Deep NIR Southern Sky Survey” (DENIS; Epchtein et al. 1997) estão abrindo essa possibilidade.

Até agora o avermelhamento em larga escala em nebulosas escuras vinha sendo estudado principalmente através do método de contagens de estrelas (e.g. Cambrésy 1999). No presente capítulo estudaremos os valores de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ na direção das nebulosas escuras, tentando verificar se os mapas de avermelhamento de Schlegel et al. (1998) são sensíveis às nuvens de poeira individuais catalogadas principalmente no ótico.

3.2 Fonte de dados e catálogo unificado

3.2.1 Catálogos de nebulosas escuras preferencialmente de baixa latitude

Para construir o catálogo de nebulosas escuras extraímos os catálogos disponíveis eletronicamente no banco de dados do CDS (<http://cdsweb.u-strasbg.fr/Cats.html>) e digitamos os outros. A Tabela 3.1 mostra os autores, designações e número de objetos em cada catálogo antes de cruzarmos os catálogos. Esses catálogos cobrem basicamente baixas latitudes galácticas do ponto de vista das nebulosas escuras ($|b| < 25^\circ$).

Barnard (1919, 1927) primeiro catalogou nebulosas escuras localizadas em áreas na parte

Tab. 3.1: Principais catálogos e suas contribuições para o catálogo unificado

Catálogo	Abreviatura	Objetos
Barnard (1919,1927)	B	349
Lynds (1962)	LDN	1806
Sandquist & Lindgross (1976)	SLDN	42
Sandquist (1977)	SDN	95
Bernes (1977)	BDN	81
Zealey et al. (1983)	CG*	25
Myers, Linke & Benson (1983)	MLB	90
Feitzinger & Stuwe (1984)	FSDN**	489
Feitzinger & Stuwe (1984)	FSGL***	331
Hartley et al.(1986)	HMSTG	1101
Clemens & Barvainis(1988)	CB	248
Parker (1988)	P	147
Vilas-Boas et al. (1994)	VMF,****	101
Bourke, Hyland & Robinson (1995)	BHR	169
Lee & Myers (1999)	LM	406
Vilas-Boas et al. (2000)	_*****	104

Notas: * - glóbulos cometários; ** - nebulosas estendidas; *** - nebulosas angularmente pequenas, ou glóbulos; e **** - nome do complexo segundo constelação e número de ordem dos núcleos densos.

equatorial e norte da Galáxia. Lynds (1962) catalogou 1806 nebulosas escuras ao norte da declinação $\delta = -33^\circ$ usando as placas fotográficas do Palomar. Esse catálogo também inclui algumas nebulosas de altas latitudes galácticas. Sandqvist e Lindroos (1976) detectaram 42 nebulosas escuras usando a extensão Whiteoak das placas do Palomar que cobrem o intervalo em declinação de $-33^\circ < \delta < -46^\circ$. Sandqvist (1977) achou 95 nebulosas densas até declinação $\delta = -42.5^\circ$ usando as placas B do ESO. Bernes (1977) identificou 160 nebulosas brilhantes vistas dentro de nebulosas escuras principalmente catalogadas por Lynds (1962) e algumas novas. Zealey et al. (1983) compilou 25 glóbulos cometários principalmente na Gum Nebula. Eles são em geral nebulosas “brilhantes e escuras” vistas em reflexão e absorção. Feitzinger & Stüwe (1984) usaram as placas ESO/SERC para melhorar o trabalho feito anteriormente por Khavtassi (1955, 1960) e identificar nebulosas escuras para declinações austrais. Eles distinguiram duas classes de nebulosas (Tabela 3.1): (i) as angularmente extensas e (ii) as com dimensões menores do que $\approx 6'$. Hartley et al. (1986) apresentaram um catálogo com 1101 nebulosas escuras usando 408 campos das placas J do ESO/SERC no hemisfério sul. Os catálogos de Hartley et al. e Feitzinger & Stüwe formam a contrapartida austral do catálogo de Lynds.

Existem muitos catálogos tratando especificamente de núcleos densos de nebulosas escuras e de nuvens pequenas isoladas. Myers et al. (1983) identificou 90 nebulosas pequenas (tamanho angular $\approx 5'$) a partir de inspeção visual das placas do Palomar, com o objetivo de estudar processos de formação de estrelas de baixa massa através de emissão CO. Clemens & Barvainis (1988) também usaram as placas do Palomar e identificaram 248 nebulosas pequenas (tamanho $< 10'$) e examinaram suas propriedades no ótico, infravermelho e ondas milimétricas. Vilas-Boas et al. (1994) identificaram 101 nebulosas com tamanhos $< 7'$ se-

leccionadas a partir das placas J do ESO/SERC, mapas de extinção e catálogos anteriores. Essas condensações estão localizadas nos complexos de nebulosas escuras próximas Musca, Saco de Carvão, Chamaeleon II e III, Vela e Gum Nebula. Bourke et al. (1995) fizeram o equivalente austral do trabalho de Clemens & Barvainis (1988). Eles analisaram as mesmas propriedades para uma lista de 167 nuvens moleculares pequenas no hemisfério sul (a maioria delas são nebulosas com opacidade A do catálogo de Hartley), sendo duas nuvens não catalogadas anteriormente. Nebulosas densas podem abrigar núcleos embebidos com objetos estelares jovens ou estrelas pré-sequência principal o que torna estes objetos interessantes para o estudo de formação estelar. Parker (1988) fornece posições precisas para 147 nebulosas com opacidade 6 (equivalente a A de Hartley et al. 1986). Também Lee & Myers (1999) listaram 406 núcleos densos de nebulosas de opacidade 5 e 6 de Lynds (1962) e A de Hartley et al. (1986). Parker (1988) e Lee & Myers (1999) também estudaram a associação dos núcleos densos de nebulosas com fontes IRAS, as quais podem estar relacionadas com estrelas em formação. Recentemente, Vilas-Boas et al. (2000) estudaram 104 núcleos densos nos complexos próximos Lupus, Corona Australis, Scorpius e complementaram o estudo de Vilas-Boas et al. (1994) para Vela.

Os catálogos e compilações descritos acima têm suas designações e número de objetos indicados na Tabela 3.1. Elas foram usadas no cruzamento e construção do catálogo unificado (seção 3.2.3), pois muitas vezes equivalências e/ou associações com objetos de outros catálogos são indicadas nos catálogos na Tabela 3.1. Além dos já citados, incluímos os estudos a seguir: Cambrésy (1999) obteve mapas de extinção (usando contagens de estrelas) para a maioria das nuvens moleculares gigantes próximas (Lupus, ρ Ophiucus, Scorpius, Saco de Carvão, Taurus, Chamaleon, Musca, Corona Australis, Serpens, IC 5146, Vela, Orion, Monoceros R1 e R2, Rosette e Carina). Consideramos seus mapas de extinção e incluímos 21 nebulosas escuras no catálogo unificado. Também incluímos algumas nebulosas de poeira/moleculares específicas de vários trabalhos: MT1 (Maddalena & Thaddeus 1985), TMC-1 (Little et al. 1977), TMC-2 (Little et al. 1978), OMC-1 (Ziurys et al. 1981), OMC-2 (Chini et al. 1997), OMC-3 (Chini et al. 1997), Heiles 2 (Heiles 1968) e o complexo Draco (Goerigk et al. 1983).

3.2.2 Nebulosas escuras em alta latitude

Nuvens moleculares de alta latitude galáctica têm sido detectadas através da emissão CO pela transição ($J = 1 - 0$). Estas nuvens têm em geral uma baixa extinção visual e são difíceis de serem detectadas por busca sistemática em placas fotográficas. A maioria destas nuvens são classificadas como nuvens translucidas (van Dishoeck et al. 1991). Magnani et al. (1985) detectou 57 nuvens moleculares de alta latitude no hemisfério sul galático. Keto & Myers (1986) apresentaram 15 nuvens de alta latitude com $|b| > 20^\circ$ e 3 nuvens pequenas no complexo de Chamaleon a partir de observações CO. Magnani et al. (1996) compilaram 120 nuvens moleculares de alta latitude com $|b| > 25^\circ$ da literatura. Hartmann et al. (1998) detectou emissão CO ao longo de 26 linhas de visada no hemisfério norte ($b > 30^\circ$), a maioria correspondendo a nuvens conhecidas e 2 novas nuvens moleculares. Magnani et al. (2000) achou emissão CO ao longo de 133 linhas de visada no hemisfério sul galático ($b < -30^\circ$), 58 delas eram novas e 75 associadas com 26 nuvens previamente catalogadas.

Observações CO estão restritas a áreas pequenas no céu porque observações do céu inteiro

são muito dispendiosas. Por outro lado, o estudo sistemático do céu no infravermelho pelo satélite IRAS trouxe a possibilidade de estudar-se o meio interestelar em larga escala. O excesso da emissão infravermelha com respeito aos mapas de HI indicam nuvens frias onde o hidrogênio aparece na forma molecular. Esse efeito foi verificado no Complexo da Ursa Maior (de Vries et al. 1987) e em cirrus isolados (Heiles et al. 1988, Reach et al. 1994). Desért et al. (1988) usou os dados de $100\mu\text{m}$ do IRAS e os mapas de HI de Berkeley (Heiles & Habing 1974) para detectar 516 nuvens de excesso infravermelho (IRECs) para latitudes galáticas maiores que $|b| > 5^\circ$. Reach et al. (1998) usaram os dados do DIRBE/COBE junto com os mapas de HI de Leiden-Dwingeloo (Hartmann & Burton 1997) para criar mapas de alta resolução em todo o céu. A partir dos excessos infravermelhos eles encontraram 60 nuvens moleculares de alta latitude já conhecidas e identificaram 81 novas, as quais são designadas com o prefixo “DIR”.

3.2.3 Catálogo Unificado

A metodologia de unificar catálogos cruzando as diferentes informações da literatura segue à adotada na construção dos catálogos de objetos extensos da Pequena Nuvem (Bica & Schmitt 1995, Bica & Dutra 2000) e da Grande Nuvem de Magalhães (Bica et al. 1999). As coordenadas originais nos catálogos foram transformadas para coordenadas equatoriais quando necessário e precessionadas para J2000. Todos catálogos tiveram suas informações cruzadas e colocadas em um único arquivo. As coordenadas galáticas foram calculadas e posteriormente as nebulosas foram ordenadas por longitude galática. Basicamente, objetos equivalentes foram transformados em um único objeto considerando as informações individuais de posição e dimensões, além de outras identificações e opacidade, quando disponíveis. Encontramos novas identificações para algumas nebulosas e revisamos algumas informações de catálogos anteriores. Em casos de dúvida consultamos as imagens digitalizadas do Digitized Sky Survey (DSS e XDSS) e/ou cartas celestes geradas com o catálogo de estrelas para guiagem do telescópio espacial Hubble “Guide Star Catalogue 1.1”. Chamamos atenção que catálogos de pequenas nebulosas (seção 3.2.2) e o de Hartley et al. (1986) possuem coordenadas precisas, enquanto que nebulosas em catálogos antigos tiveram que ter suas posições revisadas em muitos casos.

Nem todas as direções com CO detectado por Magnani et al. (2000) contêm nuvens individuais. Utilizamos os dados de emissão CO de Magnani et al. (2000) e os mapas de excessos em infravermelho de Reach et al. (1998) e identificamos 17 nebulosas às quais atribuímos a designação “CODIR” seguida das coordenadas galáticas truncadas.

Cruzamos as 516 nuvens IRECs de Desért et al. (1988) com o resto do catálogo e, como resultado, obtivemos que 436 delas constavam somente no catálogo de Desért et al. (1988) e 65 correspondiam a nebulosas escuras com equivalentes em outros catálogos. Confirmamos que os 15 objetos restantes correspondiam a excessos infravermelhos gerados por galáxias (um deles por Saturno), conforme já havia sido chamado atenção por Desért et al. (1988). Embora não seja o objetivo central do trabalho, encontramos algumas novas nebulosas escuras. Durante o processo de cruzamento para identificação de nebulosas em comum entre o catálogo unificado até então com as IRECs e inspeção visual nos mapas de excesso infravermelho de Reach et al. (1998), identificamos 13 novas nebulosas de tamanho angular grande. Examinamos em detalhe os mapas de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ dessas nebulosas para

confirmarmos a existência das mesmas. Outros 2 novos objetos são nebulosas de pequeno tamanho angular (glóbulos) em baixas latitudes observados em extrações DSS/XDSS. Entre as grandes nebulosas 10 estão em altas latitudes e 3 em baixas latitudes próximo ao limite de $|b| = 25^\circ$. As nebulosas escuras novas foram designadas pelo prefixo “DBDN” seguido de suas coordenadas galácticas.

De uma lista inicial de ≈ 6300 objetos vindos de diferentes catálogos da literatura, chegamos a um catálogo unificado com 4956 objetos. A Tabela 3.2 lista os 20 primeiros objetos do catálogo o qual será posteriormente disponibilizado em forma eletrônica. Para cada nebulosa escura existem no catálogo 2 linhas. A primeira linha está organizada pelas seguintes colunas: (1) e (2) coordenadas galácticas, (3) e (4) coordenadas equatoriais J2000, (5) e (6) diâmetros maior e menor em minutos de arco, (7) classe de opacidade, (8) designações. A segunda linha tem em suas 4 primeiras colunas parâmetros associados com o avermelhamento derivado da emissão da poeira $E(B-V)_{FIR}$ (seção 3.2.4), e as colunas restantes destinadas a comentários adicionais como: distâncias (em Kpc) e velocidades (no referencial Local de Repouso) das nebulosas encontradas nos estudos anteriores e na compilação de distâncias de nebulosas escuras de Hilton & Lahulla (1995). Os comentários também incluem designações complementares às da coluna (8) da primeira linha, a qual precedem de “&”. Outros comentários estão relacionados com a associação hierárquica entre as nebulosas escuras e/ou brilhantes, tais como: **in** 'dentro de', **inc** 'inclui a' e **rel** 'relacionada com'.

Abreviaturas adicionais que aparecem nas designações das nebulosas advêm de cruzamentos já inseridos nos catálogos originais.

3.2.4 Avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ nas nebulosas escuras

Para estudar os valores de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ na direção das nebulosas escuras no catálogo unificado, extraímos valores de $(E(B-V)_{FIR})_{cen}$ no centro de cada uma delas e em 4 posições na vizinhança da nebulosa para definir com a média deles o valor de $\langle E(B-V)_{FIR} \rangle_f$ na região de fundo da nebulosa. Calculamos o valor σ_f da média $\langle E(B-V)_{FIR} \rangle_f$ para medir as flutuações dos valores $E(B-V)_{FIR}$ do fundo. Os 4 pontos na vizinhança da nebulosa foram definidos a uma distância de 1.3 ou 2 vezes o semi-eixo maior da mesma, para diâmetro maior ou menor que $10'$, respectivamente.

Definimos ainda a diferença $\delta E(B-V)_{FIR}$ e a razão $\alpha E(B-V)_{FIR}$ entre $(E(B-V)_{FIR})_{cen}$ e $\langle E(B-V)_{FIR} \rangle_f$ para fins de comparação e determinar se é possível resolver as nebulosas de poeira através do avermelhamento derivado de sua emissão e outras fontes eventuais. Embora as duas quantidades pareçam redundantes quanto ao objetivo, ambas possuem sua importância pois $\delta E(B-V)_{FIR}$ nos dá o valor absoluto do contraste entre a direção da nebulosa escura e a vizinhança que mede o fundo, enquanto que o $\alpha E(B-V)_{FIR}$ nos dá o valor relativo desse contraste.

As colunas de (1) a (4) da segunda linha do catálogo contêm valores para os parâmetros $(E(B-V)_{FIR})_{cen}$, $\langle E(B-V)_{FIR} \rangle_f$, σ_f e $\delta E(B-V)_{FIR}$.

Tab. 3.2: *Catálogo Unificado de nebulosas escuras (dados para os 20 primeiros objetos).*

$\ell(^{\circ})$	$b(^{\circ})$	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	D(')	d(')	Opacidade	Designação
$(E(B-V)_{FIR})_{cen} < E(B-V)_{FIR} >_f$	σ_f	$\delta E(B-V)_{FIR}$	σ_f	Comentários			
0.01	11.98	17:01:30	-22:14:19	7	7	3	LDN1800
0.49	0.50	0.09	-0.01				
0.02	-1.15	17:50:11	-29:30:49	100	100	2	LDN1801
1.51	32.67	39.46	-31.16				
0.02	-18.87	19:06:50	-37:13:42	16	5	6	HMSTG000.0-18.9,CoA6
0.70	0.53	0.11	0.17	vCO=5.2 rel Br Neb			
0.03	16.24	16:46:56	-19:40:20	8	8	4	LDN1799
0.53	0.47	0.15	0.06				
0.05	-13.00	18:39:58	-34:59:09	72	72		IREC1
0.13	0.12	0.00	0.01				
0.12	-19.93	19:12:00	-37:30:00	410	180		Corona Australis DN Complex
0.30	0.12	0.04	0.18	d=0.17			
0.12	4.61	17:28:19	-26:21:55	8	3	6	P1
1.67	1.54	0.08	0.13	in LDN7			
0.13	-5.32	18:07:14	-31:29:35	67	67	2	LDN2
0.61	0.59	0.16	0.02				
0.14	11.84	17:02:18	-22:13:16	8	8	3	LDN1802
0.53	0.54	0.07	-0.01				
0.15	-4.33	18:03:13	-30:59:52	142	142	2	LDN3
0.91	0.76	0.49	0.15	inc B295			
0.16	7.33	17:18:22	-24:49:07	92	92	1	FSDN448
0.86	0.83	0.05	0.03				
0.18	21.82	16:28:51	-16:06:33	14	14	3	LDN1
0.78	0.69	0.10	0.09				
0.20	-4.52	18:04:07	-31:01:49	24	24	3	B295,FSDN449
0.92	0.78	0.04	0.14	in LDN3			
0.20	7.96	17:16:15	-24:25:16	7	7	4	LDN5
1.14	0.99	0.08	0.15				
0.22	4.60	17:28:36	-26:17:23	17	17	5	LDN7
1.66	1.54	0.17	0.12	inc P1			
0.23	9.99	17:09:01	-23:13:47	14	14	3	LDN6
0.66	0.62	0.10	0.04				
0.23	11.71	17:03:00	-22:13:39	9	4	5	LDN4,CB70
0.60	0.64	0.15	-0.04	vCO=2.6			
0.26	3.21	17:33:55	-27:01:00	37	37	1	FSDN451
1.66	1.70	0.16	-0.04				
0.26	-18.76	19:06:44	-36:58:49	15	13	4	FSDN450,HMSTG000.3-18.8
0.60	0.48	0.14	0.12	rel Br Neb			
0.30	16.59	16:46:25	-19:15:22	17	17	4	LDN8
0.75	0.61	0.08	0.14				

3.3 Distribuição angular

As Figuras 3.1 e 3.2 mostram a distribuição angular das 4956 nebulosas escuras no catálogo unificado centradas no Centro e Anti-Centro Galácticos, respectivamente. Nas duas figuras estão representados os seguintes complexos de poeira identificados (Dame et al. 1987, Cambrésy 1999, e presente catálogo): A- Chamaleon, B- Lupus, C- ρ Ophiucus, D- Corona Australis, E- Cepheus, F- Taurus-Perseus-Auriga e G- Orion-Monoceros. Estes complexos estão em latitudes galácticas relativamente altas $10^\circ \leq |b| \leq 25^\circ$. Isto se deve principalmente às suas distâncias próximas, tipicamente de 100 a 500 pc (Cambrésy 1999). Note que tanto o centro como o anticentro galáctico encontram-se bem povoados inclusive em altas latitudes galácticas, isso devido à nossa inclusão de nuvens de alta latitude detectadas por seu excesso infravermelho ou emissão em CO. De fato, se considerássemos somente catálogos obtidos com uso de placas fotográficas, veríamos mais claramente o limite entre nebulosas de baixa e alta latitudes em torno de $|b| = 25^\circ$. Há grande diferença entre a distribuição das 3302 nebulosas no painel do Centro (Figura 3.1) e 1654 no painel do Anti-centro Galáctico (Figura 3.2). Vemos na direção do Centro uma distribuição quase contínua devida à superposição de nebulosas de diferentes braços acumulados nessa direção, o mesmo não ocorrendo na direção do Anti-Centro. Essa diferença, devida ao acúmulo de braços nas direções Centro e Anti-Centro, também é verificada na distribuição de avermelhamento derivado da emissão da poeira $E(B-V)_{FIR}$ ao longo do Plano Galáctico, conforme a Figura 2.1.

Os painéis (a) e (b) da Figura 3.3 mostram histogramas da distribuição de nebulosas escuras ao longo de longitude e latitude galácticas, respectivamente. A distribuição de nebulosas escuras ao longo da longitude galáctica possui mínimo no Anti-centro e máximo de nebulosas na direção do Centro Galáctico. Em latitude galáctica temos que as nebulosas estão fortemente concentradas no Plano Galáctico, compreendendo 89 % das nebulosas escuras catalogadas até $|b| = 25^\circ$ (linhas tracejadas na Figura 3.3). Além desse limite no domínio de altas latitudes galácticas, temos um número bem menor de nebulosas que decai significativamente para $\approx |b| > 60^\circ$. No presente catálogo temos 525 nebulosas em altas latitudes galácticas ($|b| > 25^\circ$), uma amostra quase duas vezes maior do que a de Bhatt (2000) que compilou 269 nebulosas escuras de alta latitude para estudar a relação entre elas e as associações OB PerOB3/Cas-Tau e Sco OB2.

Outra informação geral sobre as nebulosas escuras que podemos extrair do catálogo é a distribuição de diâmetros angulares. No painel (a) da Figura 3.4 mostramos o histograma de diâmetros angulares para todas as nebulosas do catálogo. O domínio de valores alcança um valor máximo de $2000'$, porém no painel (a) estão limitados a $250'$. Notamos pelo painel (a) que o catálogo é dominado por glóbulos (nebulosas de pequeno tamanho angular) e/ou núcleos de nebulosas escuras extensas com $d < 10'$. Após o máximo a distribuição de diâmetros angulares, segue um decaimento exponencial até cerca de $d = 200'$. No painel (b), referente a nebulosas de alta latitude com diâmetros até $250'$, existe um pico na distribuição de diâmetros em torno de $d = 95'$ sugerindo um intervalo de tamanhos angulares preferencial para essas nebulosas.

3.4 Distribuição do avermelhamento

Na Figura 3.5 mostramos a distribuição dos valores de $E(B-V)_{FIR}$ para o centro das nebulosas ($E(B-V)_{FIR})_{cen}$ obtidos nos mapas de Schlegel et al. (1998): (a) todas as nebulosas do catálogo, e (b) as nebulosas em alta latitude $|b| > 25^\circ$. Os valores de avermelhamento ($E(B-V)_{FIR})_{cen}$ nas nebulosas varia de 0 a 70 mag e é evidente na distribuição, a existência de dois picos centrados em torno de $(E(B-V)_{FIR})_{cen} = 0$ e 1, respectivamente. Considerando as nebulosas de alta latitude (painel (b)), os valores de $(E(B-V)_{FIR})_{cen}$ variam entre 0 a 2 mag. A maioria das nebulosas em alta latitude tem $(E(B-V)_{FIR})_{cen} < 0.5$ refletindo a baixa extinção existente nessas latitudes. Na Figura 3.6, mostramos a variação dos valores de $(E(B-V)_{FIR})_{cen}$ no domínio de baixas latitudes, através dos painéis: (a) com 1060 nebulosas para $|b| < 2^\circ$, (b) com 1482 nebulosas para $2^\circ \leq |b| < 5^\circ$, (c) com 941 nebulosas entre $5^\circ \leq |b| < 10^\circ$ e (d) com 792 nebulosas entre $10^\circ \leq |b| < 20^\circ$. Os valores de $(E(B-V)_{FIR})_{cen}$ variam de: 0 a 70 no painel (a) com um pico na distribuição em $(E(B-V)_{FIR})_{cen}=2.0$, 0 a 14 no painel (b) com um pico em $(E(B-V)_{FIR})_{cen}=1.0$, 0 a 10 no painel (c) com um pico em $(E(B-V)_{FIR})_{cen}=0.70$, e finalmente 0 a 51 no painel (d) com um pico em $(E(B-V)_{FIR})_{cen}=0.52$, porém para fins de comparação os valores mostrados estão truncados. A migração do pico $(E(B-V)_{FIR})_{cen}$ para valores mais baixos e a diminuição do domínio de valores $(E(B-V)_{FIR})_{cen}$ das nebulosas (com exceção de algumas nebulosas como núcleos densos em complexos próximos no domínio de latitudes do painel (d)) ao longo dos painéis (a)-(d) mostram que, como esperado, o avermelhamento na direção das nebulosas cai à medida que nos afastamos do Plano Galáctico, sugerindo efeitos de acúmulo de poeira nas linhas de visada em direção ao Plano.

Na Figura 3.7 mostramos a distribuição dos valores das diferenças do avermelhamento no centro e na periferia das nebulosas escuras $\delta E(B-V)_{FIR}$: (a) todas as nebulosas, e (b) as nebulosas em alta latitude $|b| > 25^\circ$. Para a amostra total $\delta E(B-V)_{FIR}$ varia de -32 a 68, com o pico da distribuição em torno de $\delta E(B-V)_{FIR}=0-0.1$, no qual temos 1631 nebulosas. Considerando as nebulosas de alta latitude (painel (b)) $\delta E(B-V)_{FIR}$ varia de -0.08 a 1.16. Temos a maioria das nebulosas com $\delta E(B-V)_{FIR}$ entre -0.01 e 0.02, é evidente também uma assimetria na distribuição no sentido de valores positivos de $\delta E(B-V)_{FIR}$, indicando que um número maior de nebulosas em altas latitudes possui significativas diferenças entre o avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ na direção da nebulosa e na sua vizinhança. Na Figura 3.8, mostramos a variação dos valores de $\delta E(B-V)_{FIR}$ no domínio de baixas latitudes considerando o mesmo intervalo de latitudes e portanto o mesmo número de nebulosas da Figura 3.6. Os valores de $\delta E(B-V)_{FIR}$ variam de: -32 a 68 no painel (a), -13 a 9 no painel (b), -3 a 9 no painel (c), e -2 a 37 no painel (d). Todas distribuições apresentam pico no intervalo $\delta E(B-V)_{FIR}$ entre 0 e 0.1. Considerando as distribuições em diferentes latitudes notamos que à medida que nos afastamos do Plano Galáctico os valores negativos de $\delta E(B-V)_{FIR}$ vão diminuindo, o que indica um maior contraste. Isto também é confirmado pelo fato da distribuição tornar-se mais assimétrica no sentido de valores mais positivos de $\delta E(B-V)_{FIR}$ à medida que nos afastamos do Plano.

Na Figura 3.9 mostramos a distribuição dos valores das flutuações de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ na periferia das nebulosas escuras σ_f : (a) todas as nebulosas do catálogo e (b) as nebulosas em alta latitude $|b| > 25^\circ$. Para toda a amostra de nebulosas do catálogo, σ_f varia entre 0 e 40 com o pico da distribuição em torno de $\sigma_f=0-0.1$, com $\sigma_f < 0.2$ temos

63 % das nebulosas. Considerando as nebulosas de alta latitude (painel (b)) σ_f varia entre 0 e 0.40, é notável a diferença em σ_f das duas regiões devido a uma menor variação do fundo em altas latitudes e também ao fato dos $E(B-V)_{FIR}$ em altas latitudes serem menores que nas baixas. Na Figura 3.10, mostramos a variação dos valores de σ_f no domínio de baixas latitudes considerando o mesmo intervalo de latitudes e portanto o mesmo número de nebulosas da Figura 3.6. Os valores de σ_f variam entre: 0 e 40 no painel (a), 0 e 8 no painel (b), 0 e 7 no painel (c), e 0 e 7 no painel (d). Para as nebulosas com $|b| < 2^\circ$ temos 37 % destas com $\sigma_f < 0.3$, e o número de nebulosas para os demais σ_f decai exponencialmente. Ao longo dos painéis (b), (c) e (d) vemos que grande parte das nebulosas possuem $\sigma_f < 0.3$: 74 %, 95 % e 85 %, respectivamente. Nesses painéis, o decaimento do número de nebulosas com σ_f é mais abrupto indicando uma flutuação menor do avermelhamento na vizinhança da nebulosa à medida que nos afastamos do Plano.

Na Figura 3.11 mostramos a distribuição dos valores das razões do avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ no centro em relação à periferia das nebulosas escuras, $\alpha E(B-V)_{FIR}$: (a) todas as nebulosas do catálogo e (b) as nebulosas em alta latitude $|b| > 25^\circ$. Para a amostra total $\alpha E(B-V)_{FIR}$ varia de 0 a 62 com o pico da distribuição em torno de $1 < \alpha E(B-V)_{FIR} < 1.1$ no qual temos 1312 nebulosas. No entanto, temos ≈ 32 % das nebulosas do catálogo com $\alpha E(B-V)_{FIR} < 1$ (1083 nebulosas com $\alpha E(B-V)_{FIR}=0.9-1.0$) as quais não possuem contraste entre os valores de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ na direção da nebulosa e na vizinhança. Enfatizamos que estas nebulosas são em geral facilmente reconhecíveis óticamente, seja em mapas DSS e/ou em cartas geradas a partir do “Guide Star Catalogue 1.1”. Portanto a falta de contraste deve-se a contribuições de poeira de fundo. Considerando as nebulosas de alta latitude (painel (b)) $\alpha E(B-V)_{FIR}$ varia de 0.43 a 8. Temos um pico em $\alpha E(B-V)_{FIR}=0.9-1.0$, com 24 % das nebulosas em altas latitudes, como na distribuição em $\delta E(B-V)_{FIR}$ existe uma assimetria na distribuição, agora no sentido de $\alpha E(B-V)_{FIR} > 1$. A falta de contraste para o pico de 24 % da amostra em altas latitudes se deve provavelmente a incertezas na posição e/ou dimensões de muitas nebulosas “IREC” devido à baixa resolução dos mapas de HI utilizados na detecção das mesmas. Na Figura 3.12, mostramos a variação dos valores de $\alpha E(B-V)_{FIR}$ no domínio de baixas latitudes considerando o mesmo intervalo de latitudes e portanto o mesmo número de nebulosas da Figura 3.6. Os valores de $\alpha E(B-V)_{FIR}$ variam entre: 0 e 62 no painel (a), 0 e 6.2 no painel (b), 0 e 23 no painel (c), e 0 e 15.5 no painel (d). No painel (a) vemos que a razão entre o número de nebulosas nos intervalos $0.9 < \alpha E(B-V)_{FIR} < 1.0$ e $1.0 < \alpha E(B-V)_{FIR} < 1.1$ é de 1.10. Porém essa razão cai à medida que nos afastamos do Plano Galáctico, correspondendo a 0.67, 0.67 e 0.54 nos intervalos de latitude dos painéis (b), (c), (d). Saindo do Plano, os valores de $\alpha E(B-V)_{FIR} < 1$ vão diminuindo enquanto que os de $\alpha E(B-V)_{FIR} > 1$ aumentam, indicando um maior contraste para as nebulosas.

Em conclusão, para baixas latitudes temos altos valores de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ resultantes essencialmente do acúmulo de nuvens da camada de poeira da Galáxia, tanto na direção das nebulosas escuras quanto na sua vizinhança. Observa-se então, que é difícil distinguir através somente de mapas de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ nebulosas escuras em latitudes galácticas menores que $|b| < 2^\circ$. Com o afastamento do Plano Galáctico conseguimos separar melhor a parte central de nebulosas de sua vizinhança, indicando um maior contraste. Desta maneira, elas tornam-se mais nítidas nos mapas de avermelhamento derivados da emissão da poeira. Em altas latitudes verificamos um contraste ainda maior, embora nuvens

com excesso infravermelho em relação a HI (Desért et al. 1988) necessitem de mais estudos nos mapas de avermelhamento derivados da emissão $100 \mu\text{m}$ da poeira. Nesta região, já não é esperado um acúmulo grande de nuvens da camada de poeira ou a existência de grande quantidade de complexos com formação estelar onde a poeira encontra-se aquecida. Portanto, variações nos valores de avermelhamento na vizinhança das nebulosas são menos esperadas, e os valores de $(E(B-V)_{FIR})_{cen}$ e de $(E(B-V)_{FIR})_f$ são bem menores.

A seguir exemplificamos algumas nebulosas interessantes quanto à condição de visibilidade das mesmas em mapas de avermelhamento da poeira. Em todos os mapas nas Figuras 3.13, 3.14 e 3.15, os tons mais escuros indicam um maior valor de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$.

A Figura 3.13 mostra mapas de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ para as nebulosas escuras DBDN289.8-30.7 (com $(E(B-V)_{FIR})_{cen}=0.19$, $\langle E(B-V)_{FIR} \rangle_f=0.11$, $\sigma_f=0.04$, $\delta E(B-V)_{FIR}=0.08$ e $\alpha E(B-V)_{FIR}=1.73$) e IREC297 (com $(E(B-V)_{FIR})_{cen}=0.17$, $\langle E(B-V)_{FIR} \rangle_f=0.06$, $\sigma_f=0.02$, $\delta E(B-V)_{FIR}=0.11$ e $\alpha E(B-V)_{FIR}=2.83$) ambas de alta latitude detectadas usando mapas de excesso infravermelho em relação ao HI. Vemos claramente o contraste entre a nebulosa e a sua região vizinha. Note que a nebulosa DBDN289.8-30.7 foi descoberta no presente estudo (seção 3.2.3).

A Figura 3.14 mostra mapas de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ para as nebulosas escuras MBM55 (com $(E(B-V)_{FIR})_{cen}=0.29$, $\langle E(B-V)_{FIR} \rangle_f=0.10$, $\sigma_f=0.08$, $\delta E(B-V)_{FIR}=0.19$ e $\alpha E(B-V)_{FIR}=2.9$), e Chamaeleon II, (=HMSTG303.3-14.3) (com $(E(B-V)_{FIR})_{cen}=1.50$, $\langle E(B-V)_{FIR} \rangle_f=0.26$, $\sigma_f=0.09$, $\delta E(B-V)_{FIR}=1.24$ e $\alpha E(B-V)_{FIR}=5.77$). O bom contraste indicado pelos valores dos parâmetros acima é comprovado nos mapas.

A Figura 3.15 mostra mapas de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ para as nebulosas escuras MT1 (com $(E(B-V)_{FIR})_{cen}=1.36$, $\langle E(B-V)_{FIR} \rangle_f=1.26$, $\sigma_f=1.0$, $\delta E(B-V)_{FIR}=0.26$, $\alpha E(B-V)_{FIR}=1.08$), e LDN1801 (com $(E(B-V)_{FIR})_{cen}=1.51$, $\langle E(B-V)_{FIR} \rangle_f=32.67$, $\sigma_f=39.46$, $\delta E(B-V)_{FIR}=-31.16$ e $\alpha E(B-V)_{FIR}=0.05$). A nebulosa MT1 descoberta por Madalena & Thaddeus (1985) através de mapas CO em Monoceros apresenta um certo contraste contra o fundo, sendo que em seu mapa é possível ver uma estrutura mais interna de maior contraste, acima à direita temos a região HII Sh2-287. LDN1801 é uma nebulosa escura próxima ao Plano identificada através de placas fotográficas óticas (Lynds 1962), que o mapa de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ não é capaz de mostrar de acordo com a Figura 3.14. Note ao fundo, em torno de $b=0^\circ$, a região escura correspondendo a altos valores de $E(B-V)_{FIR}$ e, portanto, forte emissão em $100 \mu\text{m}$ que corresponde ao acúmulo e aquecimento da poeira na direção do Plano vindo de partes mais distantes da Galáxia.

O catálogo unificado é uma importante ferramenta para explorar os mapas de emissão de poeira, visando estudar a estrutura galáctica e formação estelar em nebulosas escuras. Em particular, pode ser usado para estudar a morfologia e extensão destas nuvens.

Fig. 3.1: *Distribuição angular das nebulosas escuras no catálogo unificado na direção do centro galáctico*

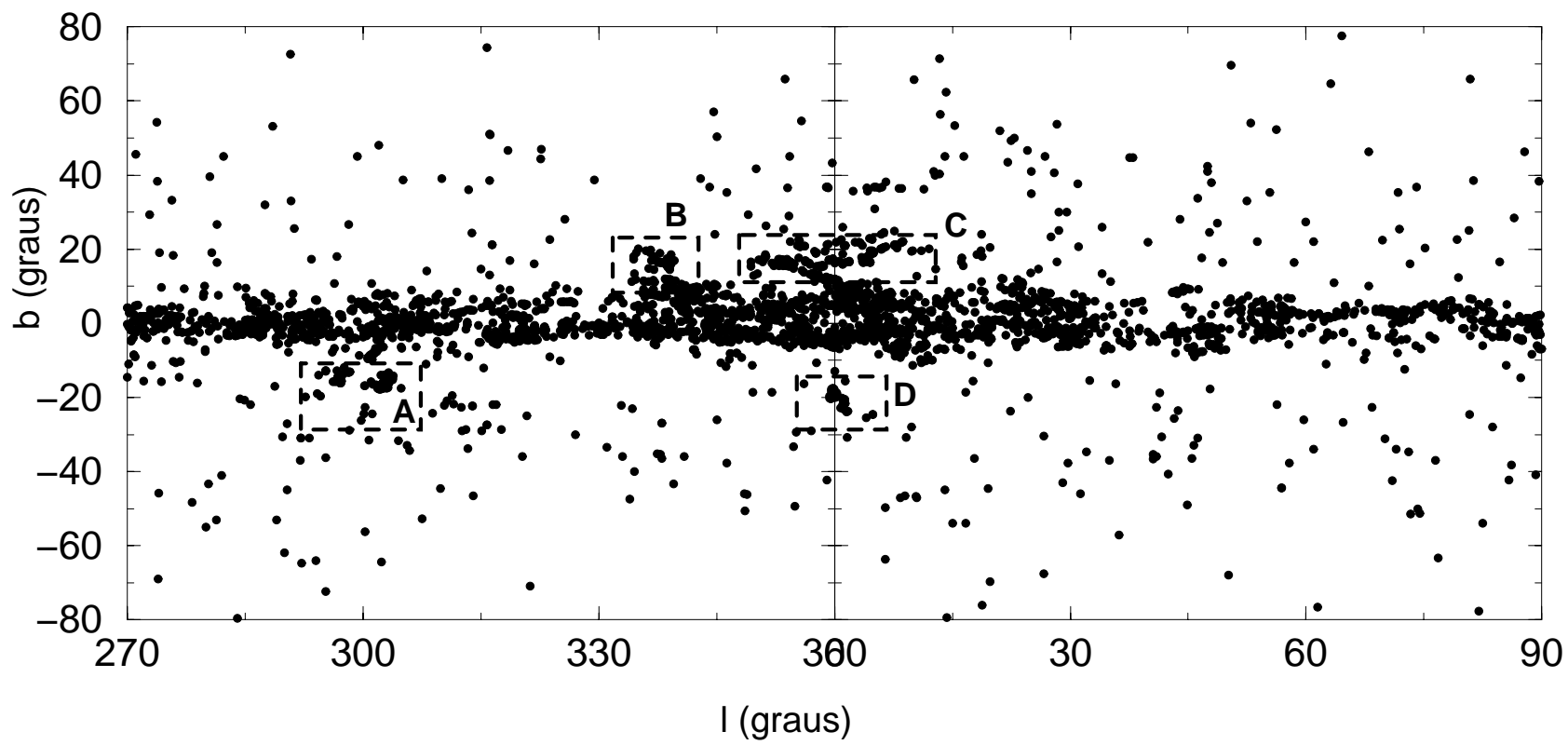
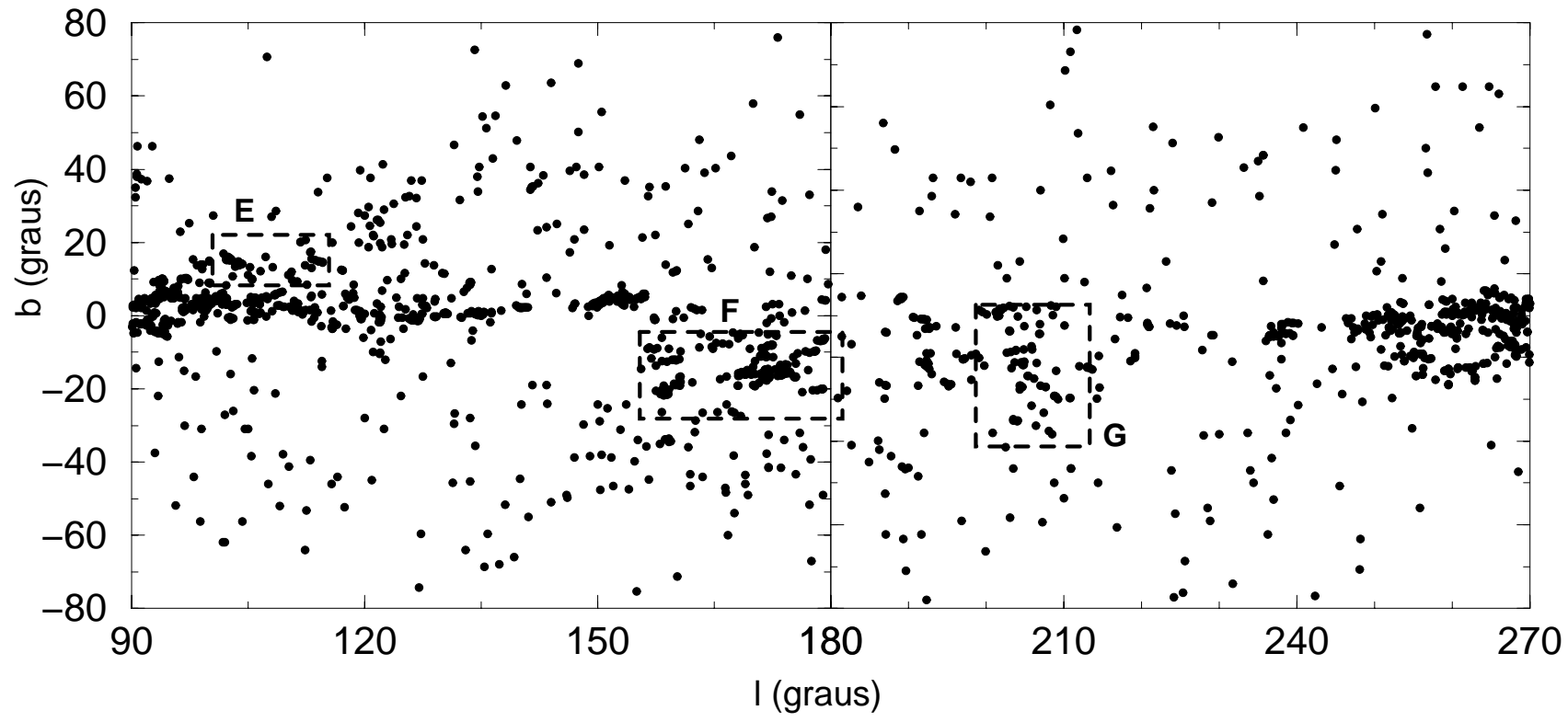


Fig. 3.2: Distribuição angular das nebulosas escuras no catálogo unificado na direção do anticentro galáctico



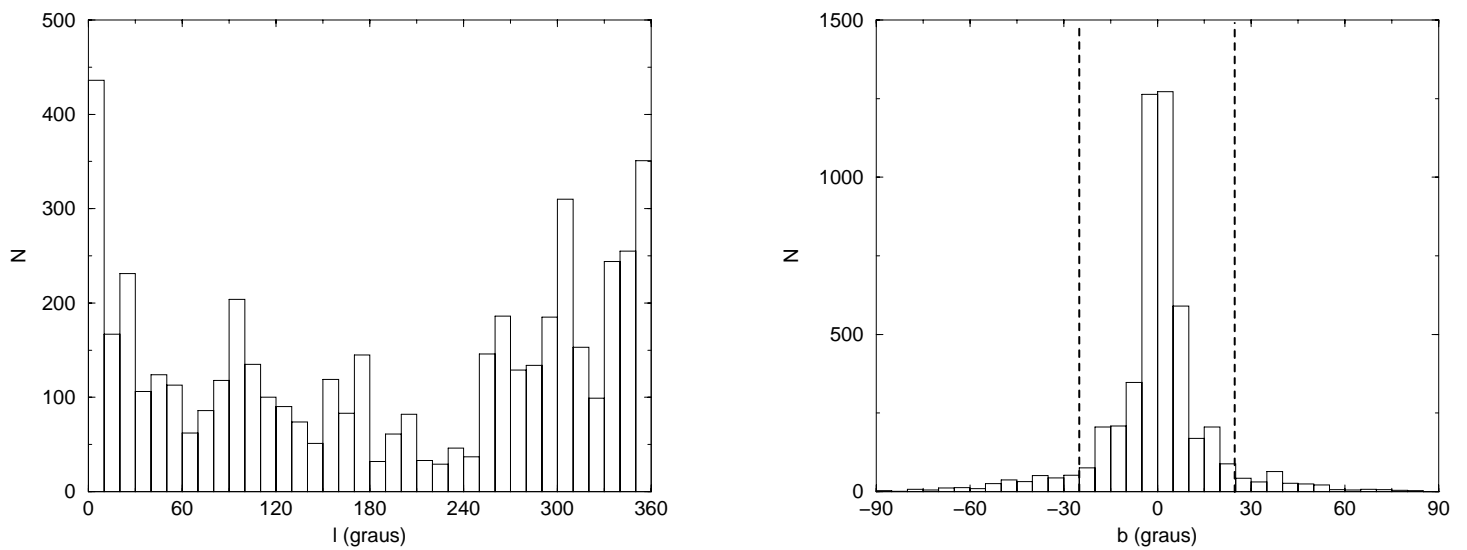


Fig. 3.3: Distribuição das nebulosas escuras ao longo da longitude (à esquerda) e latitude (à direita) galácticas.

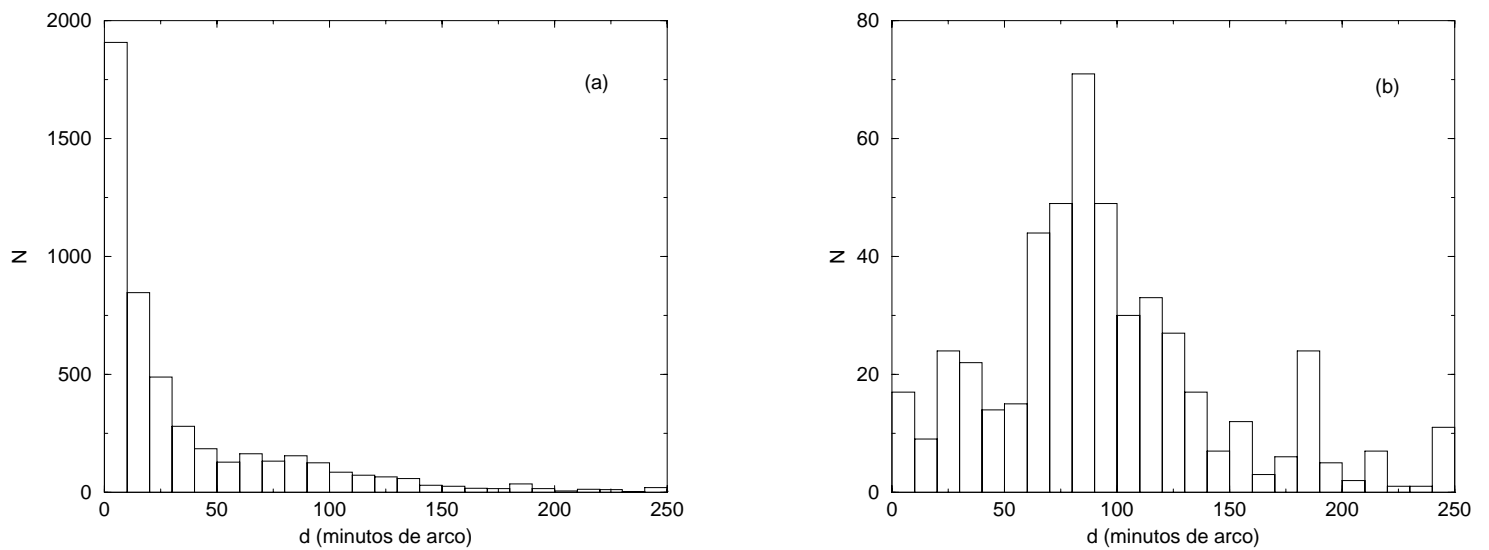


Fig. 3.4: Distribuição dos diâmetros angulares das nebulosas escuras até diâmetros $d=25'$: (a) todo o catálogo e (b) altas latitudes $|b| > 25^\circ$

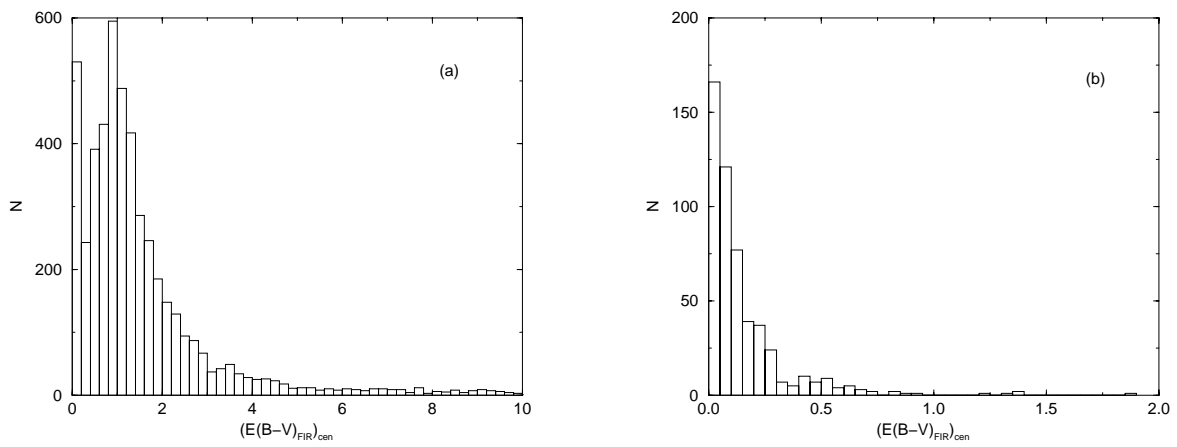


Fig. 3.5: Distribuição de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ detectado no centro das nebulosas escuras $(E(B-V)_{FIR})_{cen}$: (a) todo o catálogo e (b) altas latitudes $|b| > 25^\circ$.

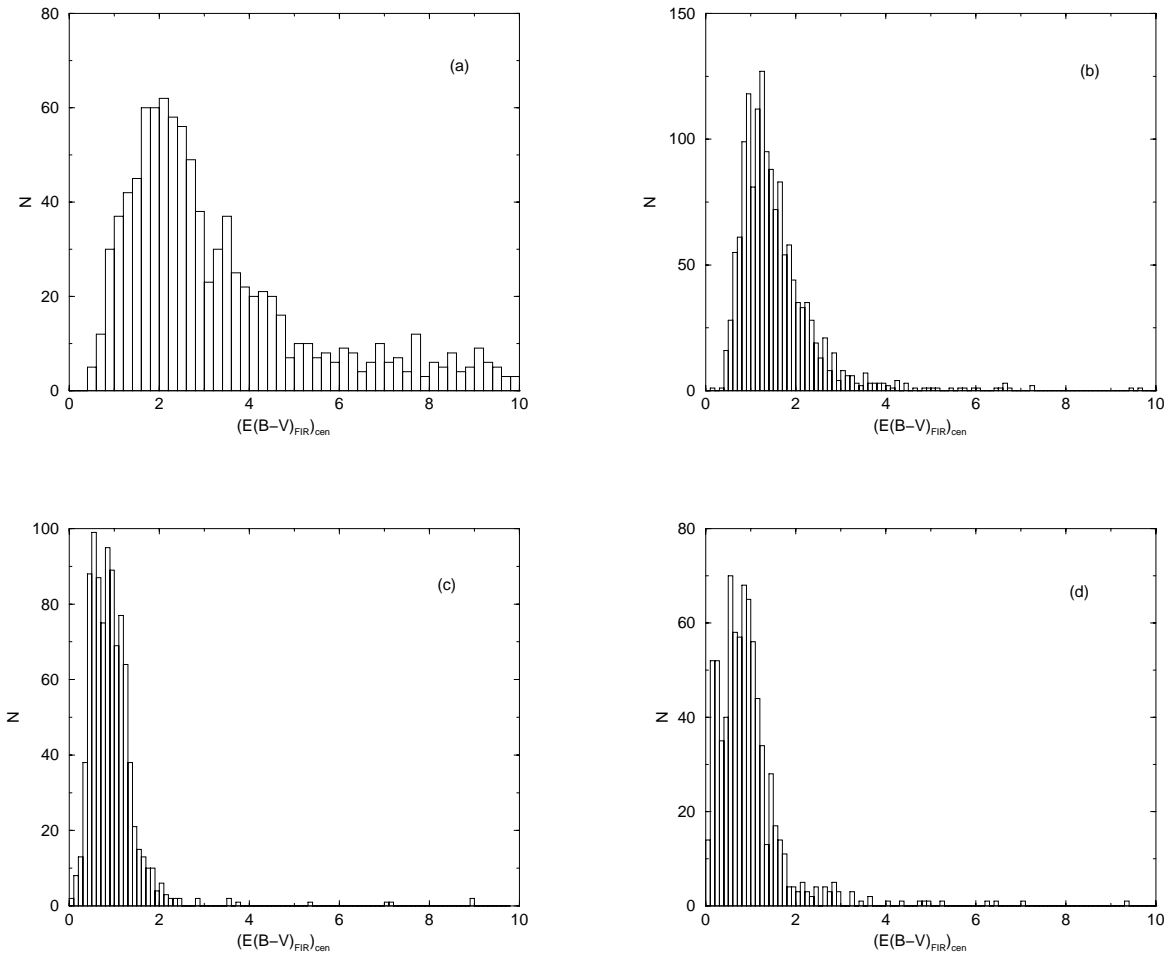


Fig. 3.6: Distribuição de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ detectado no centro das nebulosas escuras $(E(B-V)_{FIR})_{cen}$, nos seguintes intervalos de latitude galáctica: (a) $|b| < 2^\circ$, (b) $2^\circ \leq |b| < 5^\circ$, (c) $5^\circ \leq |b| < 10^\circ$, e (d) $10^\circ \leq |b| < 20^\circ$.

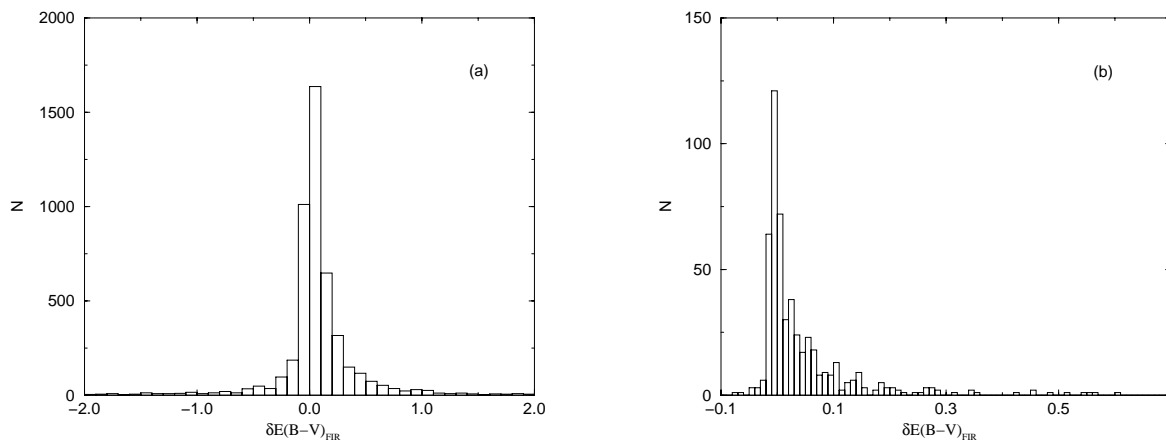


Fig. 3.7: Distribuição dos valores das diferenças do avermelhamento no centro e na periferia das nebulosas escuras $\delta E(B-V)_{FIR}$: (a) todo o catálogo e (b) altas latitudes $|b| > 25^\circ$.

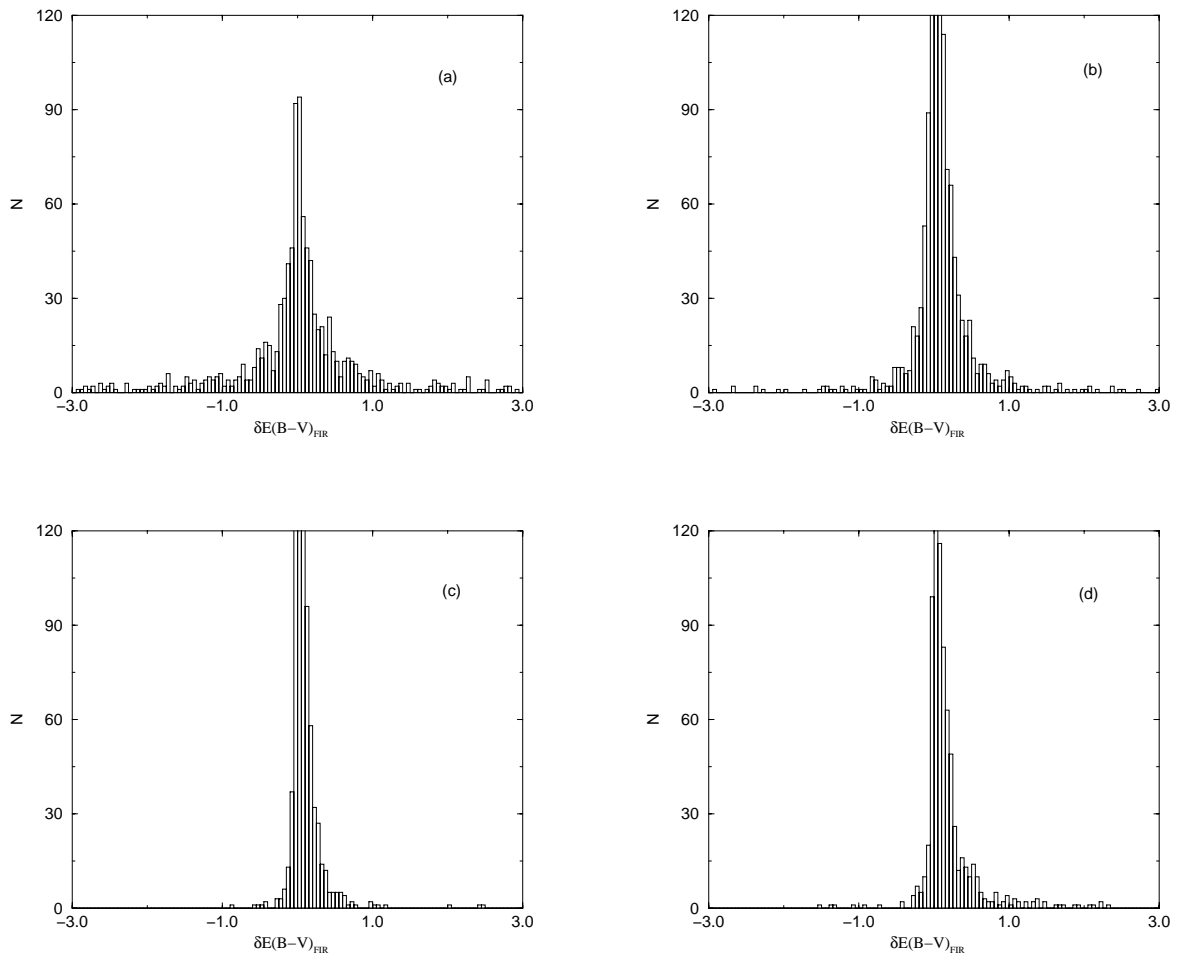


Fig. 3.8: Distribuição dos valores das diferenças do avermelhamento no centro e na periferia das nebulosas escuras $\delta E(B-V)_{FIR}$: (a) $|b| < 2^\circ$, (b) $2^\circ \leq |b| < 5^\circ$, (c) $5^\circ \leq |b| < 10^\circ$, e (d) $10^\circ \leq |b| < 20^\circ$.

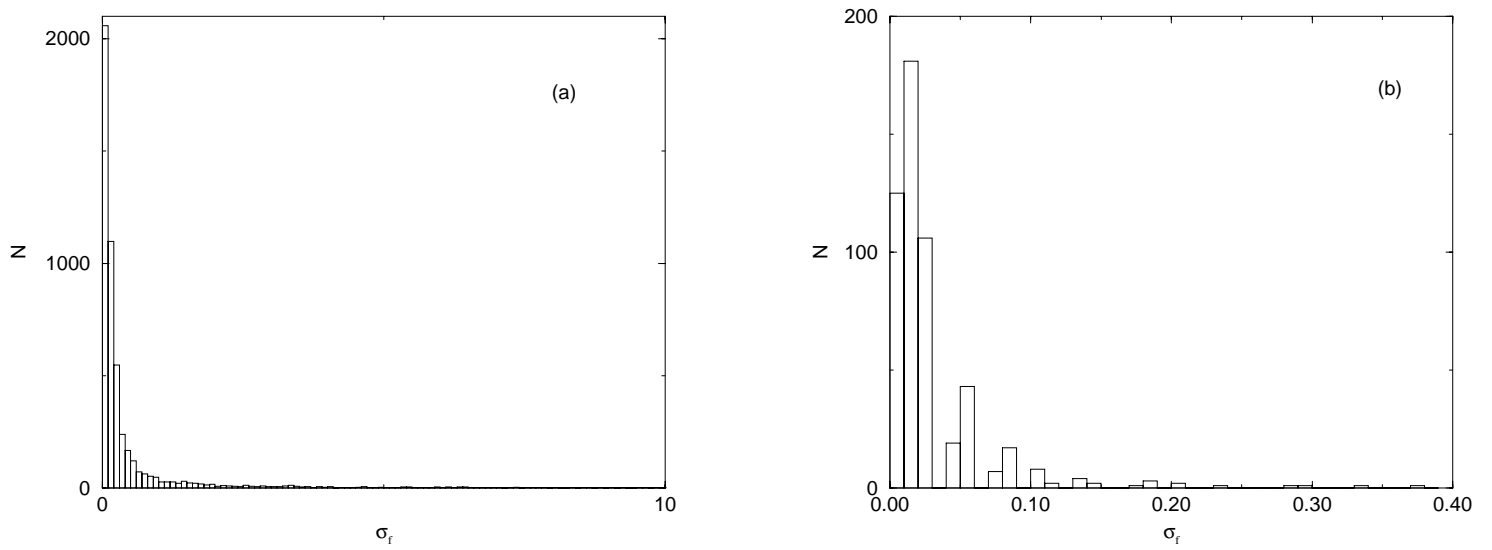


Fig. 3.9: Distribuição dos valores das flutuações de avermelhamento na periferia das nebulosas escuras σ_f : (a) todo o catálogo e (b) altas latitudes $|b| > 25^\circ$.

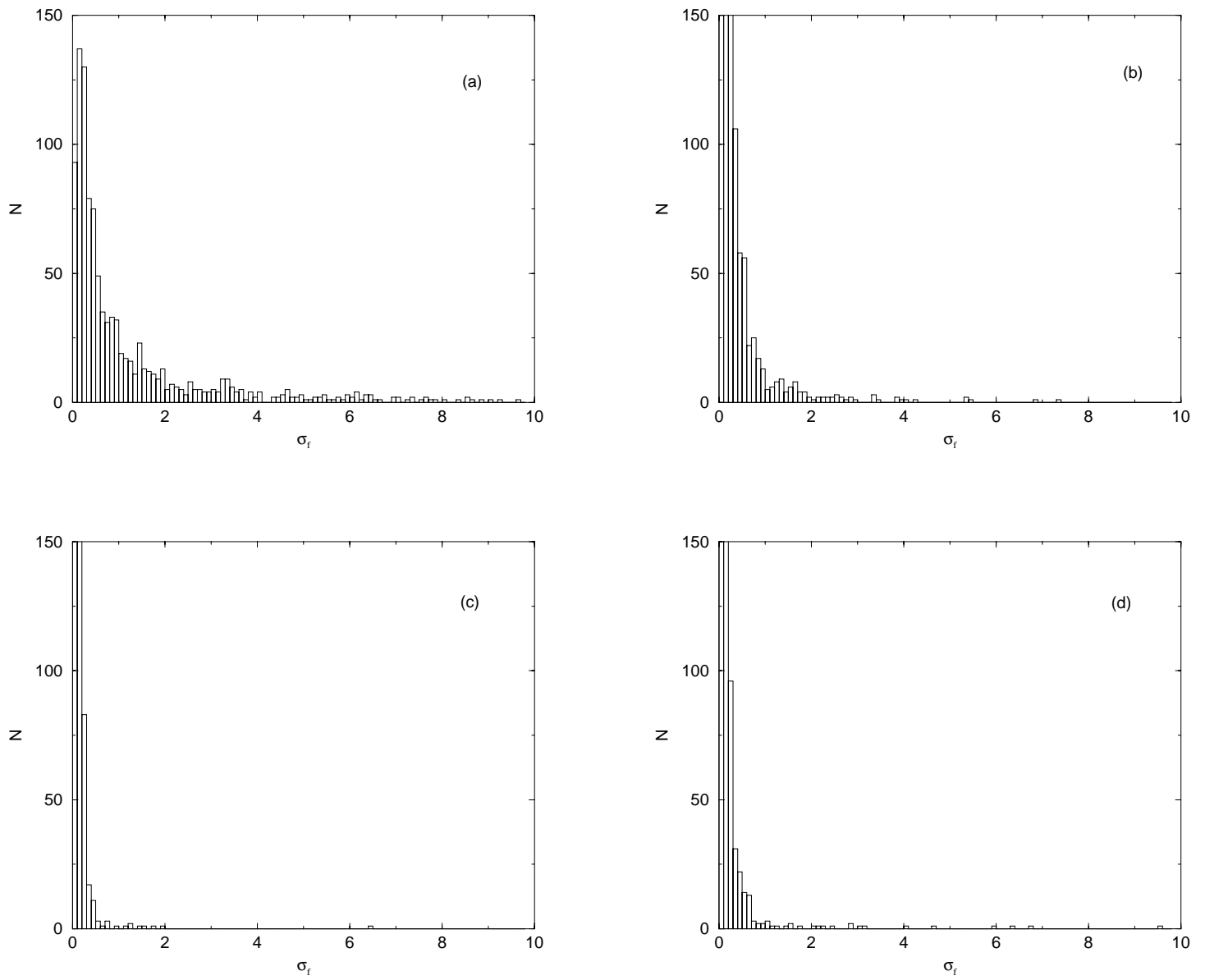


Fig. 3.10: Distribuição dos valores das flutuações de avermelhamento na periferia das nebulosas escuras σ_f : (a) $|b| < 2^\circ$, (b) $2^\circ \leq |b| < 5^\circ$, (c) $5^\circ \leq |b| < 10^\circ$, e (d) $10^\circ \leq |b| < 20^\circ$.

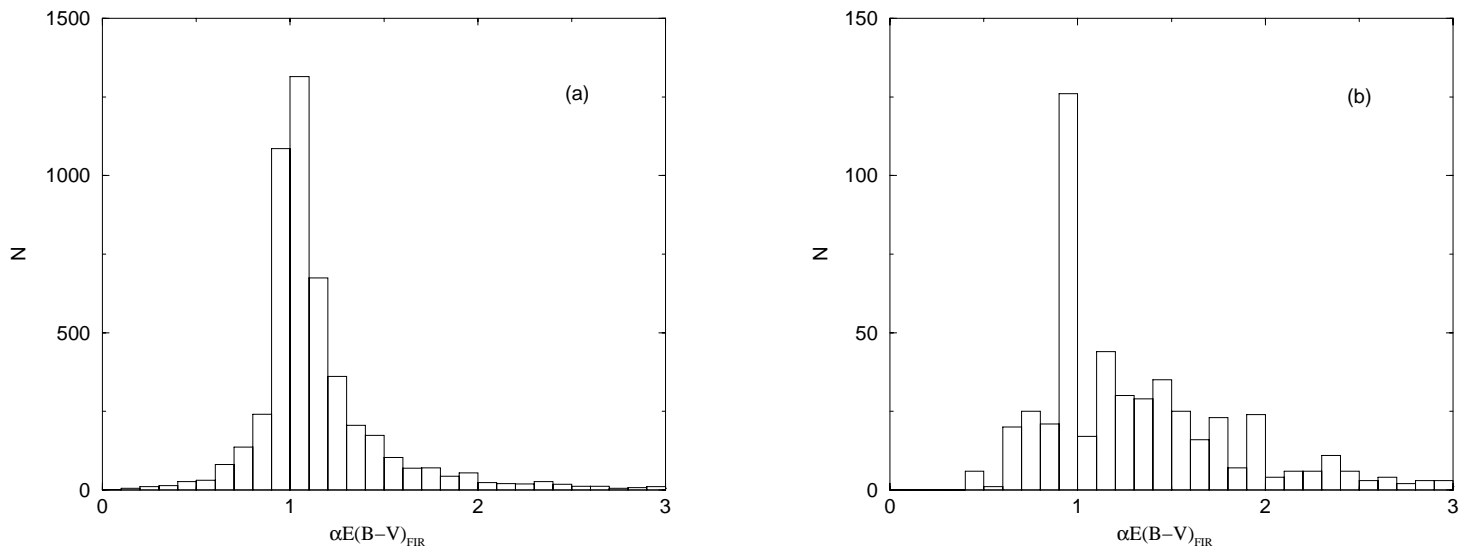


Fig. 3.11: Distribuição das razões do avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ no centro em relação à periferia das nebulosas escuras $\alpha E(B-V)_{FIR}$: (a) todo o catálogo e (b) altas latitudes $|b| > 25^\circ$.

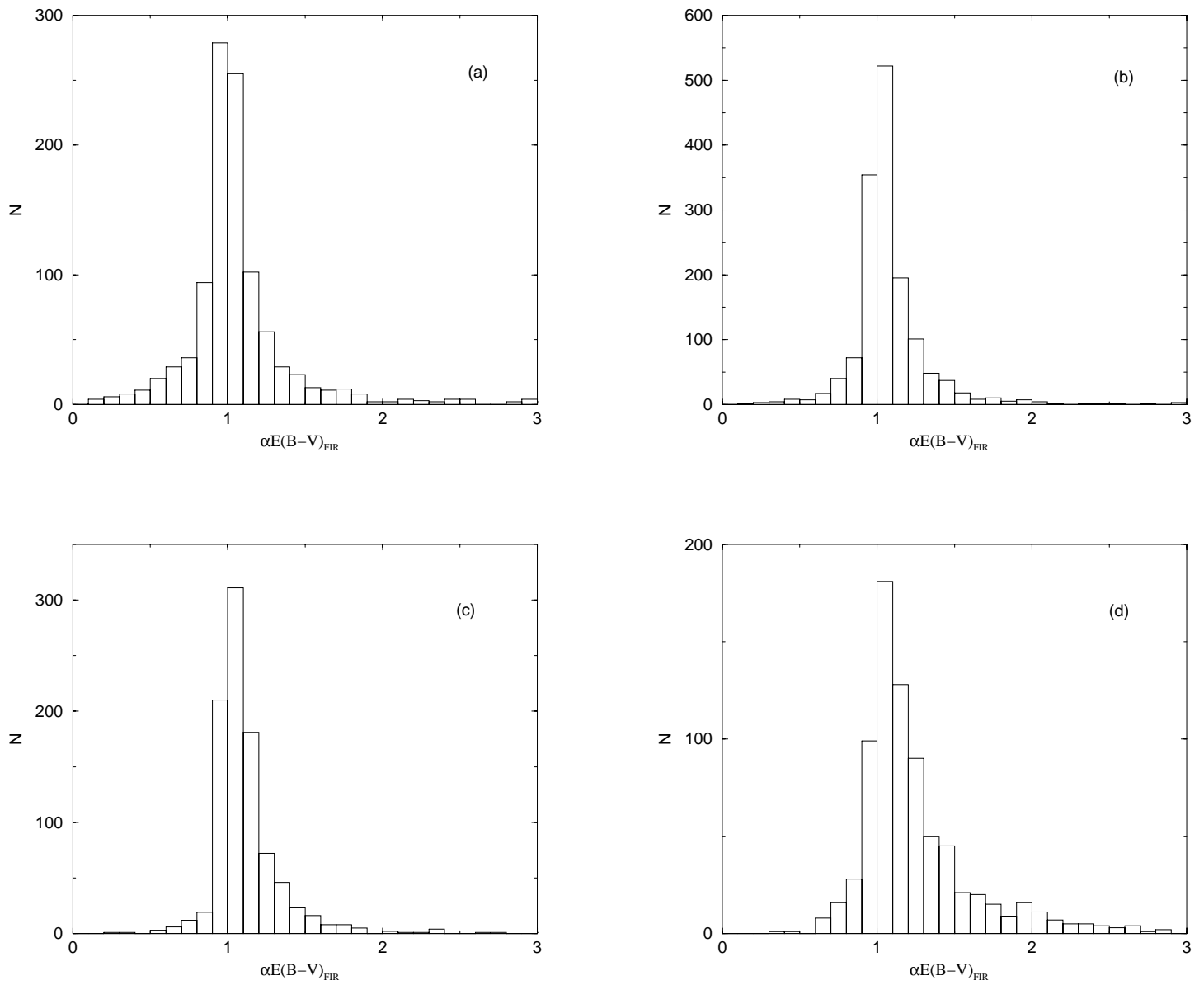


Fig. 3.12: Distribuição das razões do avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ no centro em relação à periferia das nebulosas escuras $\alpha E(B-V)_{FIR}$: (a) $|b| < 2^\circ$, (b) $2^\circ \leq |b| < 5^\circ$, (c) $5^\circ \leq |b| < 10^\circ$, e (d) $10^\circ \leq |b| < 20^\circ$.

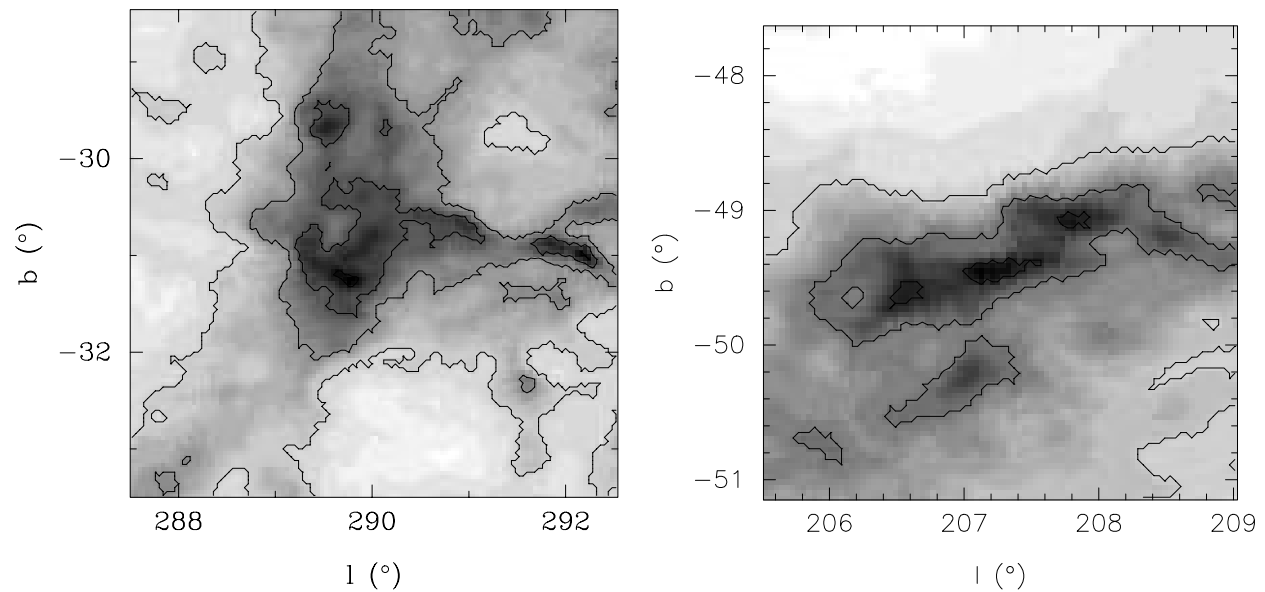


Fig. 3.13: Mapas de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ para as nebulosas escuras DBDN289.8-30.7 ($l=289.8^\circ$ $b=-30.7^\circ$ e $D=23'$) (à esquerda) e IREC297 ($l=207.25^\circ$ $b=-49.41^\circ$ e $D=17'$) (à direita)

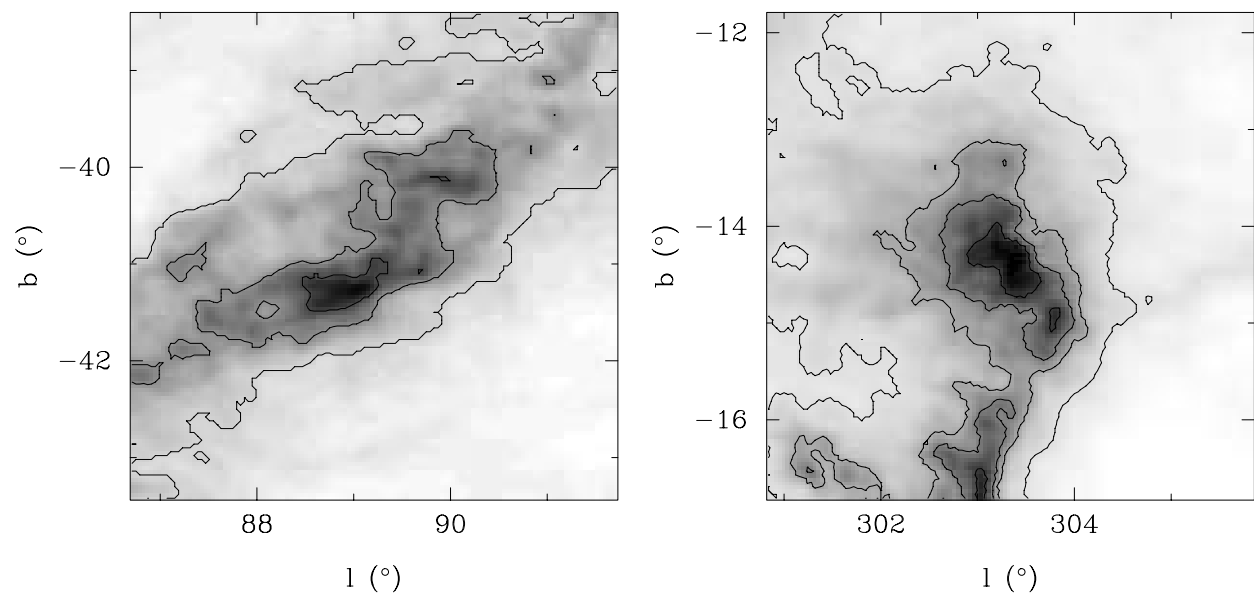


Fig. 3.14: Mapas de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ para as nebulosas escuras MBM55 ($l=89.19^\circ$ $b=-40.94^\circ$ e $D=18'$) (à esquerda), e Chamaeleon II, (=HMSTG303.3-14.3) ($l=303.32^\circ$ $b=-14.33^\circ$ e $D=13'$) (à direita)

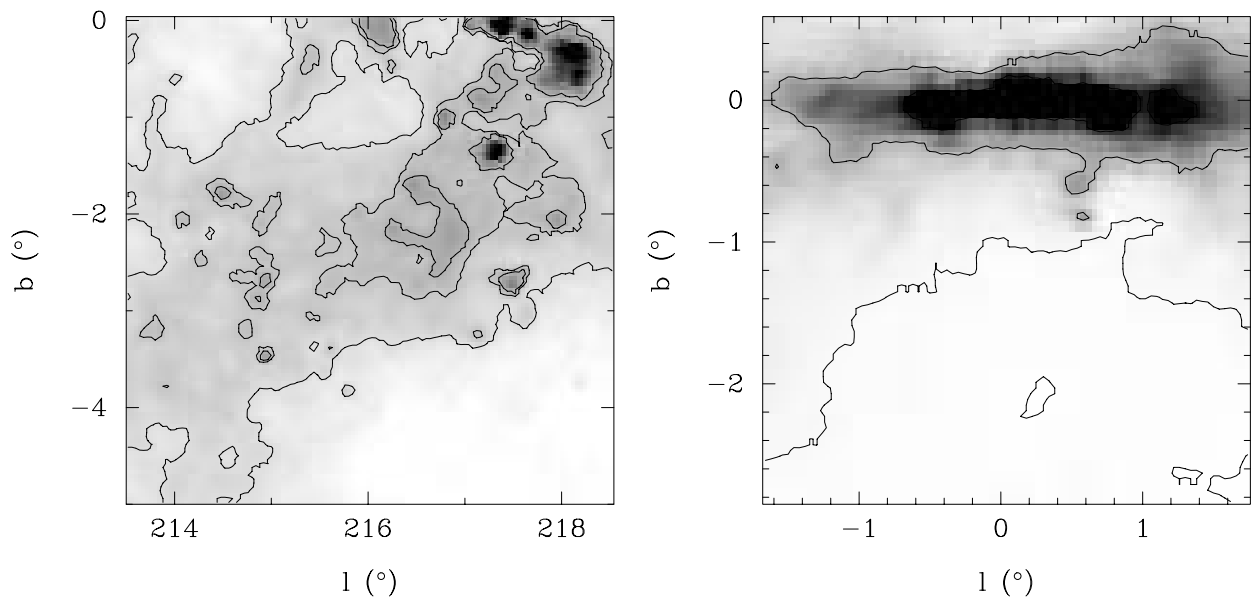


Fig. 3.15: Mapas de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ para as nebulosas escuras MT1 ($l=216.0^\circ$ $b=-2.5^\circ$ e $D=180'$) e LDN1801 ($l=0.02^\circ$ $b=-1.15^\circ$ e $D=100'$) (à direita)

Capítulo 4

Regiões de baixa extinção no Bojo Galáctico

4.1 Introdução

Nos últimos anos, a população estelar do Bojo Galáctico vem sendo estudada intensivamente (Lloyd Evans 1976, Whitford 1978, Terndrup 1988, Tiede et al. 1995), principalmente na direção de regiões de baixa extinção ou janelas de baixa extinção (JBE). Baade (1963) identificou 3 JBE na grande nuvem estelar de Sagittarius no Bojo da Galáxia: SgrI em $\ell = 1.4^\circ$, $b = -2.6^\circ$, SgrII em $\ell = 4.2^\circ$, $b = -5.1^\circ$ e o campo do aglomerado globular NGC6522 em $\ell = 0.9^\circ$, $b = -3.9^\circ$. O campo de NGC6522 é o mais bem estudado deles e ficou conhecido na literatura como a “Janela de Baade”. Stanek (1996) estudou a distribuição da extinção na Janela de Baade através do *clump* de gigantes vermelhas usando fotometria do “Optical Gravitational Lensing Experiment” (OGLE). Ele obteve valores de extinção em V $1.26 \leq A_V \leq 2.79$. Frogel et al. (1999) – a partir de agora FTK99, determinaram a extinção em 30 campos no interior do Bojo usando o ramo de gigantes vermelhas da Janela de Baade como referência, os valores de extinção obtidos estão no intervalo $2.41 \leq A_V \leq 19.20$.

Recentemente, estudos sistemáticos em fotometria no infravermelho próximo, como o “Two Micron All Sky Survey” (2MASS, Skrutskie et al. 1997) e o “Deep Near IR Southern Sky Survey” (DENIS, Epchtein et al. 1997) têm permitido a investigação da população estelar (Unavane et al. 1998) e extinção (Schultheis et al. 1999) no interior do Bojo. Schultheis et al. (1999) mapeou com resolução de $4'$ a extinção no interior do Bojo para $|\ell| < 8^\circ$ e $|b| < 1.5^\circ$, usando ajuste de isócronas aos diagramas cor-magnitude obtidos da fotometria J,K_s do DENIS. A extinção encontrada varia entre $6 \leq A_V \leq 37$, apresentando uma distribuição muito irregular.

Nesse capítulo usaremos os dados do 2MASS nas bandas J ($1.25\mu\text{m}$) e K_s ($2.17\mu\text{m}$) para verificar a existência e mapear a distribuição de extinção em regiões de JBE identificadas anteriormente, e em uma nova JBE.

4.2 Seleção de Janelas de Baixa Extinção (JBE)

Stanek (1998) usou os mapas de avermelhamento derivados da emissão da poeira em $100\mu\text{m}$ $E(B-V)_{FIR}$ (Schlegel et al. 1998) para procurar regiões de baixa extinção na direção do Bojo Galáctico. Ele identificou duas JBEs próximas às coordenadas galácticas $\ell = 0^\circ$, $b = -2^\circ$ e ℓ

$= 4^\circ$, $b = 3^\circ$. Embora o avermelhamento devido à emissão da poeira receba contribuição de toda densidade de coluna de poeira através da Galáxia (Dutra & Bica 2000), sua distribuição pode indicar JBEs em potencial. Construímos um mapa de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ para uma região de $10^\circ \times 10^\circ$ centrada no Centro Galáctico, utilizando o programa de extração fornecido por Schlegel et al. (1998). O mapa é mostrado na Figura 4.1 conjuntamente com as JBEs: (i) SgrI, SgrII e o campo de NGC6522 de Baade (1963), (ii) SW1 e SW2 de Stanek (1998), e (iii) a nova JBE “NEW” que identificamos próximo a $\ell = 359.5^\circ$, $b = -3^\circ$ usando o próprio mapa.

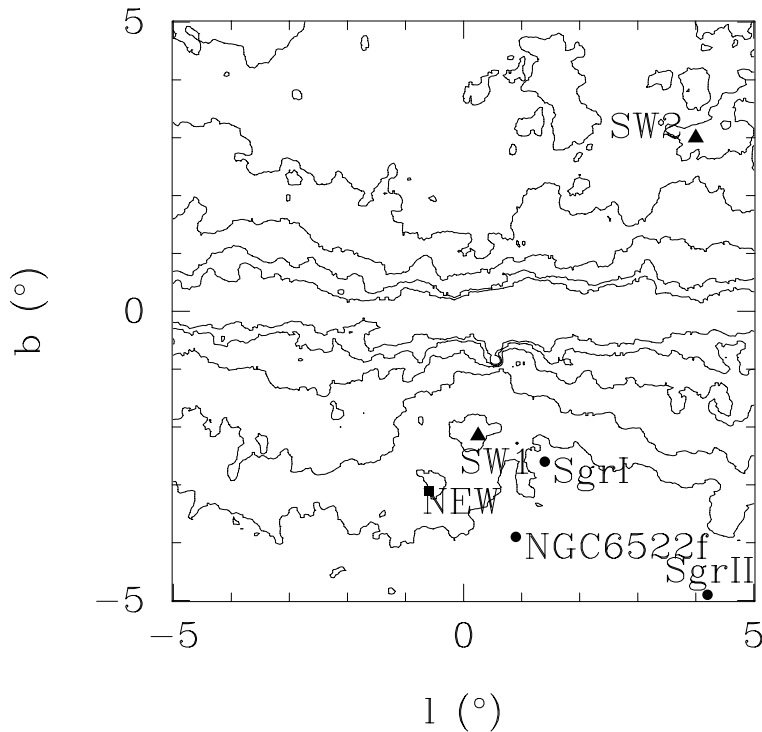


Fig. 4.1: Mapa de $E(B-V)_{FIR}$ de $10^\circ \times 10^\circ$ no Centro da Galáxia. As janelas de Baade (1963) (círculos); as duas janelas de Stanek (1998) (triângulos); e a nova janela (quadrado) são indicadas.

4.3 Mapas de extinção para JBE

Utilizando os dados de $E(B-V)_{FIR}$, construímos mapas mais detalhados de $2^\circ \times 2^\circ$ centrados próximos a uma das JBEs de Stanek em $\ell = 0.0^\circ$ $b = -2.0^\circ$ e à nova JBE $\ell = 359.5^\circ$ $b = -3^\circ$. A partir deles, transformamos $E(B-V)_{FIR}$ para extinção na banda K, A_K , adotando a seguinte relação entre extinção em K e extinção em V: $A_K = 0.11 A_V$ (seção 1.3), e a razão entre as extinções total e seletiva $R_V = 3.1$ (Cardelli et al. 1989). Os mapas de extinção A_K derivados da emissão da poeira são mostrados na Figura 4.2. Através das figuras foi possível determinar o centro e tamanho aproximados das JBEs: a de Stanek localiza-se em $\ell = 0.25^\circ$, $b = -2.15^\circ$, e a nova em $\ell = 359.40^\circ$, $b = -3.10^\circ$, com dimensões de $\approx 60' \times 40'$ e $40' \times 30'$ respectivamente. Convencionamos chamar as JBE estudadas pela letra “W – Window” seguida de suas coordenadas galácticas, sendo assim temos W0.2-2.1 a

JBE indicada por Stanek, e W359.4-3.1 a presente JBE. Derivamos dos mapas os seguintes valores de extinção média: $\langle A_K \rangle = 0.41 \pm 0.06$ para W0.2-2.1 e $\langle A_K \rangle = 0.42 \pm 0.07$ para W359.4-3.

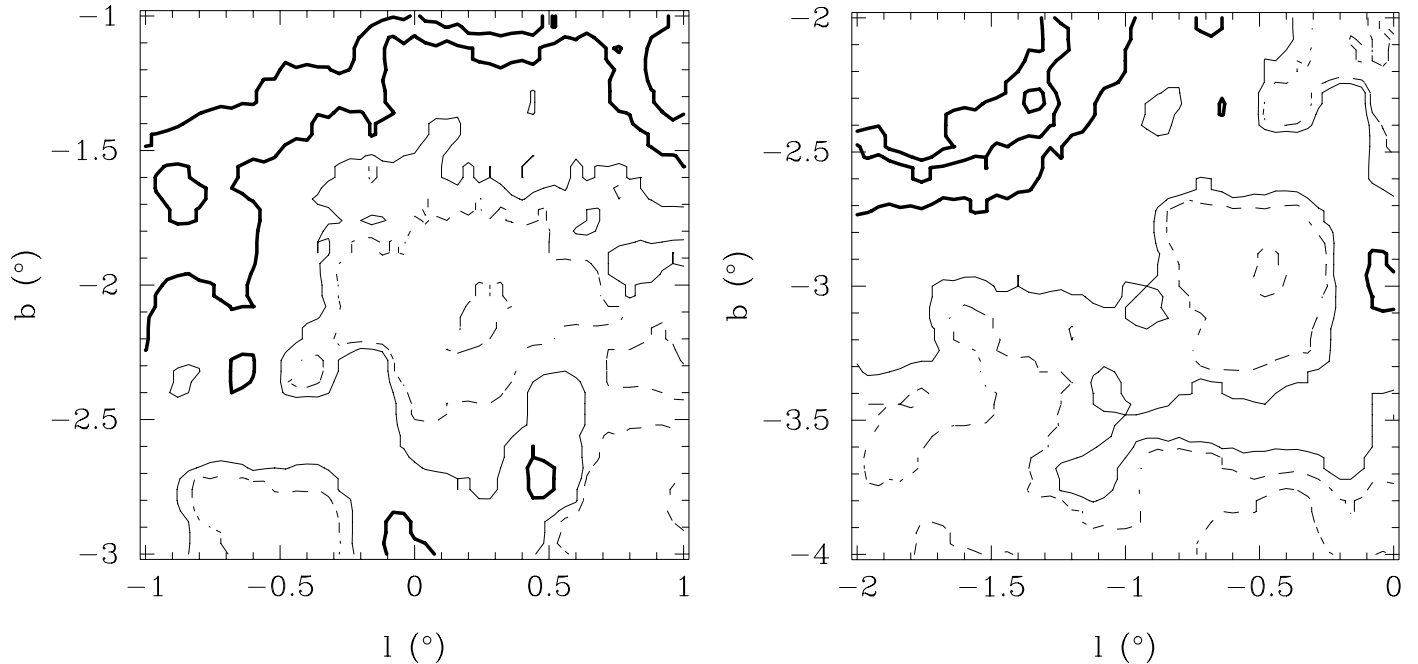


Fig. 4.2: Mapas de extinção A_K derivada da emissão da poeira de $2^\circ \times 2^\circ$ centrados próximos as JBEs W0.2-2.1 (à esquerda) e W359.4-3.1 (à direita). Níveis de contorno no mapa de W0.2-2.1 correspondem à $A_K = 0.41$ (linha sólida), 0.29 e 0.37 (linhas tracejadas), e 0.57 e 0.83 (linhas espessas). Enquanto que no mapa de W359.4-3.1 níveis de contorno correspondem à $A_K = 0.42$ (linha sólida), 0.31 e 0.38 (linhas tracejadas), e 0.59, 0.76 e 0.87 (linhas sólidas espessas)

No intuito de construir mapas de extinção A_K derivados do conteúdo estelar no Bojo da Galáxia utilizamos os dados de fotometria JK_s do 2MASS disponíveis na página da internet <http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/CatScan/>. Extraímos dados para estrelas entre os limites de magnitude $8.0 \leq K_s \leq 11.5$ dentro de um raio de 1° centrado nas mesmas posições dos dois mapas anteriores. O intervalo de magnitude foi escolhido pela Janela de Baade possuir um ramo superior de gigantes bem definido e linear podendo ser usado como indicador de extinção. O número total de estrelas extraídas do 2MASS nas regiões incluindo W0.2-2.1 e W359.4-3.1 foi de 90407 e 69286 respectivamente. Para comparação, extraímos dados do 2MASS nas regiões $l = 1.0^\circ$, $b = -3.0^\circ$ e $l = 1.0^\circ$, $b = -4.0^\circ$, incluindo as JBE SgrI (48040 estrelas extraídas) e Janela de Baade (20358 estrelas extraídas). Os erros médios na fotometria do 2MASS são $\langle \sigma_J \rangle = 0.04 \pm 0.01$ e $\langle \sigma_{K_s} \rangle = 0.04 \pm 0.01$, incluídas nessa estimativa 95 % e 92 % das estrelas extraídas com magnitudes em J e K_s respectivamente. Para mapear as JBE, definimos pequenos campos quadrados (células) de $4' \times 4'$. A extinção em cada célula foi determinada pelo ajuste do ramo superior de estrelas gigantes ao diagrama cor-magnitude formado pelas estrelas na célula, método similar ao adotado por FTK99. FTK99 derivou a extinção A_K para campos no Bojo da Galáxia usando como referência o ramo superior de gigantes da Janela de Baade anteriormente estudado por Tiede et al. (1995). Definimos como ramo superior de gigantes de referência aquele composto pelos ramos presentes nos seguintes campos do Bojo Galáctico estudados por FTK99: g0-1.8a,

g0-2.3a, g0-2.8a, g1-1.3a, g2-1.3a, g3-1.3a e g4-1.3a. Para esses campos extraímos também dados do 2MASS. Usamos as curvas de transmissão das bandas K e K_s fornecidos em Persson et al. (1998) e a curva de extinção de Cardelli et al. (1989) para obter as razões $\frac{A_{K_s}}{A_V} = 0.118$, $\frac{A_K}{A_V} = 0.112$ e $\frac{A_K}{A_{K_s}} = 0.95$ usadas na conversão de A_{K_s} para A_K e vice-versa. Consideramos a relação entre extinção e avermelhamento $A_K = 0.618E(J - K)$ (Mathis 1990) para derivar a relação $A_{K_s} = 0.670E(J - K_s)$. Utilizando-se essas relações corrigimos por extinção as estrelas em cada campo e compusemos um diagrama cor-magnitude livre de extinção. A Figura 4.3 mostra o diagrama cor-magnitude final e a curva ajustada ao ramo superior de gigantes. Abaixo a expressão analítica para o ramo superior de gigantes,

$$(K_s)_0 = -7.81 * (J - K_s)_0 + 17.83. \quad (4.1)$$

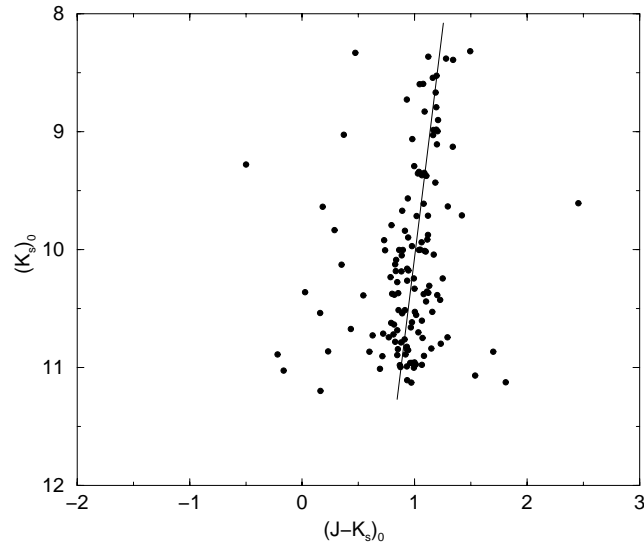


Fig. 4.3: Determinação da curva analítica do ramo superior de gigantes para campos corrigidos por extinção de FTK99

Supondo que o ramo superior de gigantes em cada célula das regiões extraídas é similar ao de referência livre de extinção representado pela equação 4.1, derivamos a extinção. A extinção média em cada célula foi derivada calculando para cada estrela o deslocamento em K_s e $J-K_s$ ao longo do vetor de extinção necessário para elas incidirem sobre a curva definida pelo ramo superior de gigantes de referência. A contaminação por estrelas próximas superpostas na direção do Bojo foi minimizada pela aplicação de um corte em $2-\sigma$ na distribuição e o recálculo da extinção até à devida convergência. A Figura 4.4 mostra os diagramas cor-magnitude $(K_s)_0$, $(J-K_s)_0$ de células selecionadas nos mapas de W0.2-2.1 e W359.4-3.1, e o histograma em A_K para as estrelas nas células derivadas pelo procedimento descrito acima. As extinções médias que afetam as estrelas nas células localizadas em $\ell = 0.07^\circ$ e $b = -1.2^\circ$ na região de W0.2-2.1 e em $\ell = 359.2^\circ$ $b = -2.2^\circ$ na região de W359.4-3.1 são $\langle A_K \rangle = 0.54 \pm 0.16$ e $\langle A_K \rangle = 0.33 \pm 0.10$, respectivamente. Notamos que existe um ramo superior de gigantes secundário nos diagramas cor-magnitude das células

e conseqüentemente um pico secundário na distribuição de A_K em $\langle A_K \rangle = 0.14$ e 0.02 , para estrelas das células nos campos de W0.2-2.1 e W359.4-3.1, respectivamente. Isso se deve provavelmente à presença de uma outra camada de nuvens de poeira ou à escala de distribuição da poeira ser menor que o tamanho da célula ($4'$).

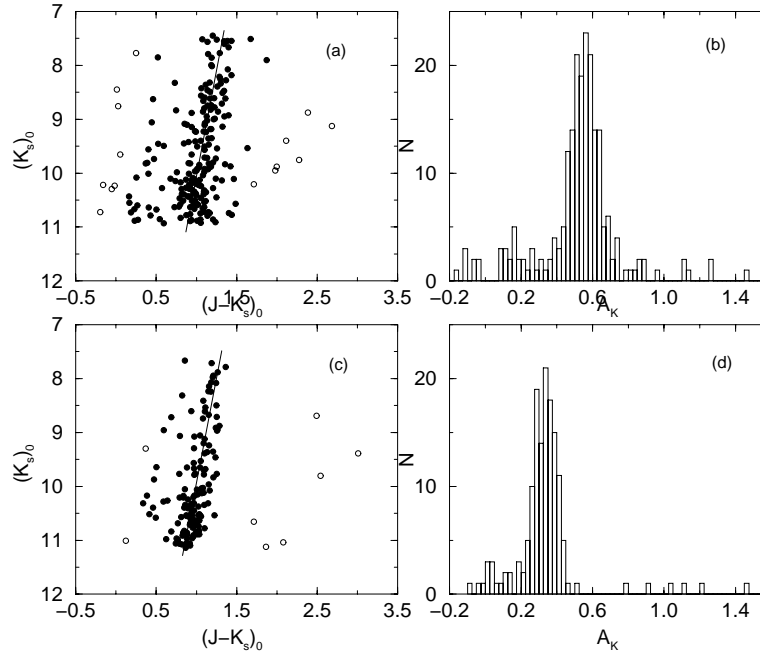


Fig. 4.4: (a) Diagrama cor-magnitude $(K_s)_0$, $(J-K_s)_0$ na célula em $\ell = 0.07^\circ$ $b = -1.2^\circ$ no campo de W0.2-2.1; (b) Histograma de A_K para as estrelas na célula; (c) diagrama cor-magnitude $(K_s)_0$, $(J-K_s)_0$ CMD na célula em $\ell = 359.2^\circ$ $b = -2.2^\circ$ no campo de W359.4-3.1; (d) Histograma de A_K para as estrelas na célula. Círculos abertos nos diagramas cor-magnitude das células indicam estrelas rejeitadas a partir do corte $2\text{-}\sigma$ na distribuição em A_K . As linhas sólidas nos diagramas cor-magnitude indicam a curva analítica para o ramo superior de gigantes de referência.

Para as regiões de comparação que incluem as JBE SgrI e a Janela de Baade, obtivemos extinções médias de $\langle A_K \rangle = 0.23 \pm 0.05$ e $\langle A_K \rangle = 0.18 \pm 0.04$, respectivamente. Glass et al. (1995) estudaram as estrelas variáveis em SgrI e adotaram a extinção $A_K = 0.21$. Para a Janela de Baade, considerando o mapa de extinção obtido por Stanek (1996) e calibrações do ponto-zero do mapa de extinção por Gould et al. 1998 and Alcock et al. (1998), a extinção média é $\langle A_K \rangle = 0.17 \pm 0.03$. Portanto, tanto o método de determinação da extinção e a fotometria do 2MASS são confiáveis dando resultados compatíveis com a literatura anterior. Eles poderão ser usados para mapear a extinção na parte central da Galáxia, embora próximo ao Centro Galáctico o efeito de campos densos de estrelas e a alta variação na extinção pode trazer mais incertezas tanto na fotometria do 2MASS como no método de determinação da extinção. Outra questão é a possível existência de gradientes de metalicidade no conteúdo estelar do Bojo, a qual pode resultar em erros sistemáticos na estimativa da extinção (Schultheis et al. 1999). Entretanto, Ramirez et al. (2000) encontraram através de espectroscopia de estrelas gigantes M que a variação de metalicidade é muito baixa na parte mais central do Bojo. Também o ramo de gigantes observado no infravermelho possui menos variação com a metalicidade do que quando observado no ótico.

As Figuras 4.5 mostram os mapas de extinção A_K para as regiões de W0.2-2.1 e W359.4-3.1. A extinção média nessas regiões é $\langle A_K \rangle = 0.29 \pm 0.05$ e $\langle A_K \rangle = 0.28 \pm 0.04$ respec-

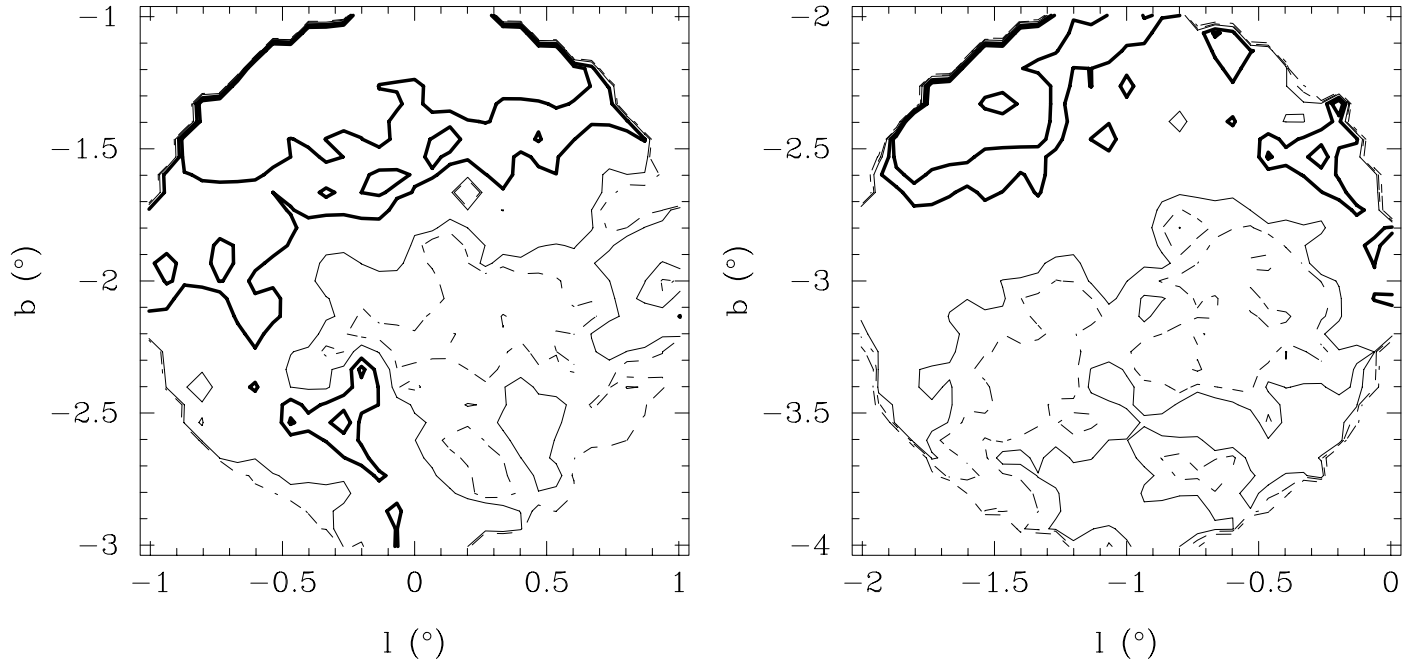


Fig. 4.5: Mapas de extinção A_K dentro de um raio de 1° centrados próximos as JBEs W0.2-2.1 (à esquerda) e W359.4-3.1 (à direita). Níveis de contorno no mapa de W0.2-2.1 correspondem à $A_K = 0.29$ (linha sólida), 0.25 e 0.2 (linhas tracejadas), e 0.4 e 0.5 (linhas sólidas espessas). No mapa de W359.4-3.1 níveis de contorno correspondem à $A_K = 0.28$ (linha sólida), 0.25 e 0.2 (linhas tracejadas), e 0.4 e 0.5 (linhas espessas)

tivamente. As JBEs W0.2-2.1 e W359.4-3.1 são definidas pelo contorno de $A_K = 0.25$. A existência dessas regiões de baixa-extinção é corroborada pela configuração de nuvens escuras de poeira conhecidas na região (seção 3). A Figura 4.6 mostra que W0.2-2.1 e W359.4-3.1 estão em buracos entre as nebulosas escuras LDN48, LND43, LDN1801, LDN1769, LDN1783, LDN3, LDN1795, LDN1788 do catálogo de Lynds (1962) e de FSDN435, FSDN431, FSDN430, FSDN444 de Feitzinger & Stüwe (1984).

É interessante chamar atenção para o fato que os mapas de extinção em A_K , derivados da emissão $100\mu\text{m}$ da poeira e do conteúdo estelar, usando o 2MASS, mostram para ambas JBE estruturas similares. Interpretamos este efeito em termos das nuvens de poeira que atenuam as estrelas do Bojo amostradas serem as principais contribuidoras à emissão da poeira. De fato, se considerarmos a latitude galáctica das JBEs, uma altura para camada de poeira da Galáxia de $|Z'| = 300$ pc (seção 2.6.4) e a equação 2.1, temos que grande parte das nuvens de poeira pertencentes à camada de poeira da Galáxia se estende no máximo até ≈ 6.5 Kpc na direção das JBEs e, portanto devem ser frontais às estrelas do Bojo tipicamente à distância de ≈ 8 Kpc. Portanto, a poeira atrás das estrelas do Bojo contribui muito pouco para a emissão $100\mu\text{m}$ na direção das JBEs. Notamos que os valores médios de extinção nos mapas derivados da emissão da poeira para as JBEs são em média um fator 1.44 maiores que os mapas derivados da fotometria 2MASS das estrelas do Bojo. Stanek (1998) encontrou similar discrepância ao constatar que os valores de avermelhamento de Schlegel et al. (1998) na direção da Janela de Baade excediam por um fator 1.35 os valores de avermelhamento derivados do conteúdo estelar. Uma possível explicação para essa discrepância seria que as nuvens de poeira nessas regiões próximas ao Centro Galáctico tenham em média uma

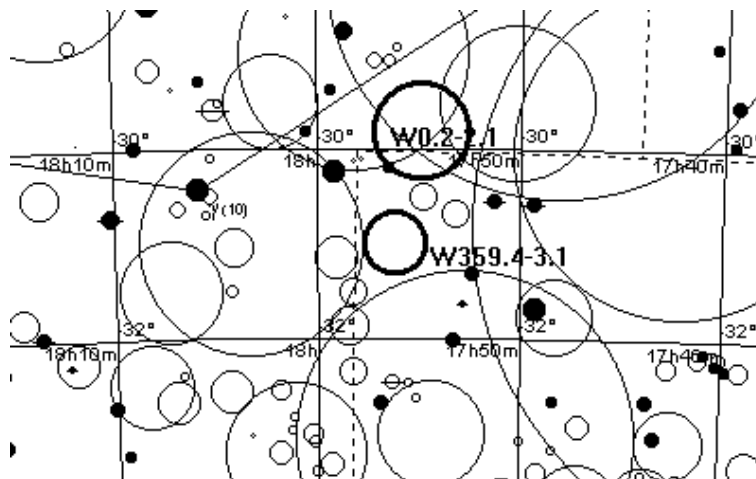


Fig. 4.6: Distribuição das nebulosas escuras catalogadas (seção 3) na região das janelas W0.2-2.1 e W359.4-3.1

temperatura mais elevada que 21 K, o limite superior para correção por temperatura nos mapas de Schlegel et al. (1998). Supondo essa diferença entre as extinções como devida ao efeito de temperatura, podemos estimar a partir da equação 1.21 uma temperatura de 22 K para a poeira nesses campos. Uma explicação alternativa seria que a calibração da relação densidade de coluna de poeira e avermelhamento de Schlegel et al. (1998), a qual ajusta bem valores até $E(B-V) \approx 0.15$, superestima o avermelhamento no domínio de maiores valores de avermelhamento. Recentemente, Arce & Goodman (1999) atribuíram essa explicação à discrepância por um fator de 1.3 a 1.5 dos mapas de extinção de Schlegel et al. (1998) na direção do Complexo de poeira de Taurus.

As janelas W0.2-2.1 e W359.4-3.1, mais próximas do Centro Galáctico que a Janela de Baade, constituem-se em novas regiões em potencial para se estudar a população estelar do Bojo da Galáxia. O método de determinação de extinção e a fotometria 2MASS constituem importantes ferramentas para estimar a distribuição de extinção frontal do Bojo da Galáxia.

Capítulo 5

Candidatos a aglomerados de estrelas nas partes centrais da Galáxia

5.1 Introdução

A extinção nas regiões projetadas próximas do Centro Galáctico tem dificultado o estudo e busca sistemáticos de objetos extensos imersos na poeira nessas regiões. Recentemente, as observações sistemáticas no infravermelho próximo tais como as do 2MASS (Skrutskie et al. 1997) e do DENIS (Epchtein et al. 1997) têm permitido observar essas regiões num domínio espectral que sofre 10 vezes menos a extinção do que no ótico. O 2MASS já vem produzindo resultados sobre a distribuição de galáxias em larga escala, principalmente as ocultas pelo Plano Galáctico (Jarret et al. 2000). Outros estudos podem ser realizados como o censo e a distribuição de objetos extensos, nebulosas escuras, brilhantes e planetárias, aglomerados globulares e abertos. Harris & Racine (1979) estimaram que deveria existir de ≈ 160 -200 aglomerados globulares na Galáxia. Entretanto, até bem pouco tempo conhecíamos 147 globulares, conforme a compilação de Harris (1996, atualizada na página Internet <http://physun.physics.mcmaster.ca/Globular.html>). Portanto, há grande possibilidade de se encontrarem objetos escondidos atrás das nuvens de poeira nas direções do Bojo e do Disco. De fato, Hurt et al. (2000) descobriram 2 novos candidatos a aglomerados globulares no Bojo usando o banco de imagens do 2MASS. Ivanov et al. (2000) confirmaram os dois objetos 2MASS-GC01 e 2MASS-GC02 como aglomerados globulares localizados a 3 e 4 Kpc, sofrendo extinções de $A_V = 21$ e 17 mag, respectivamente. Outros objetos infravermelhos interessantes para buscas sistemáticas nessas direções são: (i) os aglomerados jovens compactos perto do Núcleo Galáctico, como os aglomerados Arches e Quintuplet (Glass et al. 1990 e Nagata et al. 1995, respectivamente), e (ii) aglomerados imersos em regiões HII e em nebulosas escuras.

Nesse capítulo usamos o banco de imagens do 2MASS em JHK_s para procurar potenciais aglomerados infravermelhos nas partes centrais da Galáxia.

5.2 Candidatos infravermelhos a aglomerados

A busca foi realizada sistematicamente na região de $5^\circ \times 5^\circ$ centrada em $17^h 51^m 10^s - 28^\circ 16' 10''$, próxima ao Centro Galáctico. Também procuramos por aglomerados imersos em regiões HII e nebulosas escuras com $|\ell| \leq 4^\circ$.

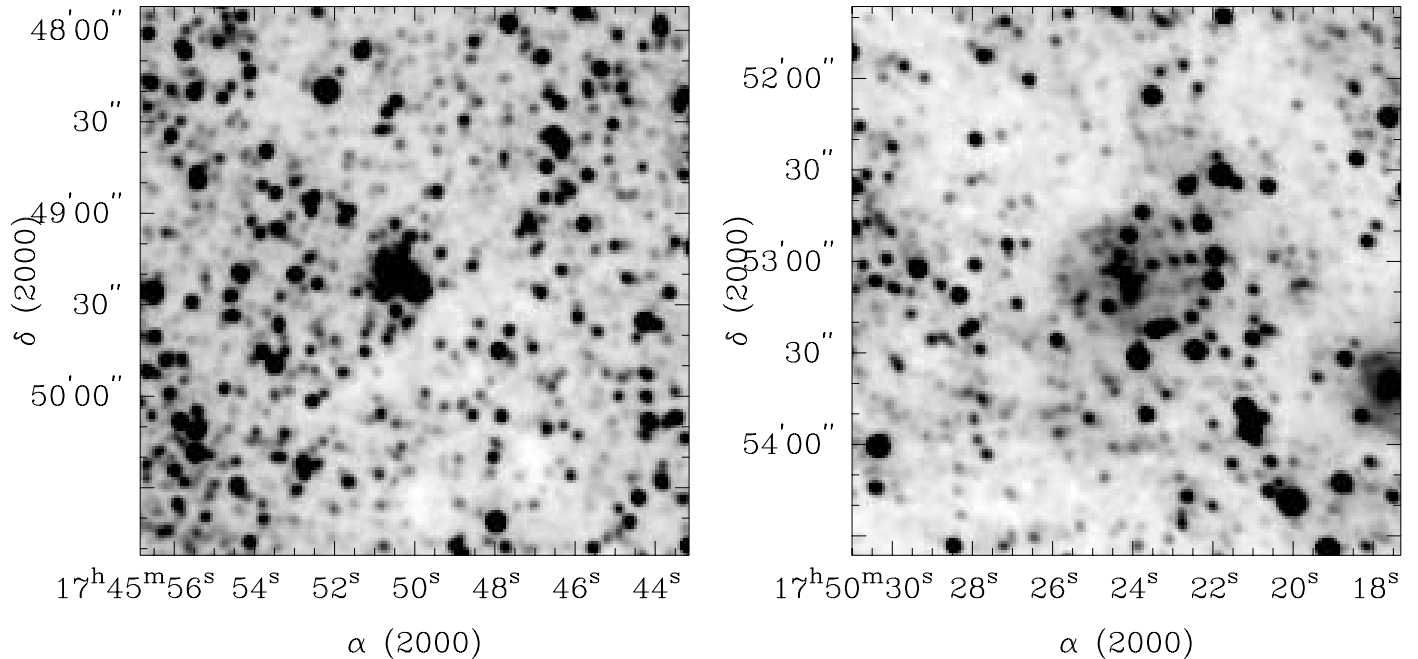


Fig. 5.1: Imagem na banda K de $3' \times 3'$ do aglomerado Arches (à esquerda) e o candidato infravermelho a aglomerado objeto 11 (à direita)

Tomando como referência objetos de tamanho e morfologia similares aos dos conhecidos aglomerados jovens massivos do Centro da Galáxia, Arches e Quintuplet, examinamos cerca de 1500 imagens de $15' \times 15'$ extraídas do banco de imagens do IRSA na página da Internet <http://irsa.ipac.caltech.edu/>. Em cada campo procuramos na imagem K_s por objetos de dimensão de $\approx 1'$ (\approx diâmetro do Arches). Extraímos novas imagens JHK_s de $5' \times 5'$ centradas nas coordenadas de cada candidato a aglomerado infravermelho de uma lista preliminar. Nessa fase, excluimos objetos afetados por defeitos eletrônicos e/ou contaminados por estrelas brilhantes nas imagens na banda J . Finalmente, obtivemos uma lista com 58 objetos os quais são dados na Tabela 5.1. As posições dos objetos foram determinadas a partir de suas imagens K_s (em formato FITS) usando o programa **SAOIMAGE 1.27.2** desenvolvido por Doug Mink. Medimos também os diâmetros dos objetos (Tabela 5.1). Seus tamanhos e natureza compacta tornam esses objetos observáveis em detalhe apenas com grandes telescópios terrestres ou o telescópio espacial Hubble. Na Tabela 5.1 também fornecemos para os objetos o avermelhamento devido à emissão $100\mu\text{m}$ da poeira $E(B-V)_{FIR}$ extraído dos mapas de avermelhamento de Schlegel et al. (1998) nas mesmas direções. Analisamos se há alguma evidência ou traço de visibilidade ótica de cada um dos candidatos infravermelhos a aglomerados usando o banco de imagens da segunda geração do “Digitized Sky Survey” (XDSS), disponível na página Internet <http://cadwww.dao.nrc.ca/cadcbn/getdss> para extrair imagens de $5' \times 5'$ centradas nos objetos.

A Tabela 5.1 lista os 58 candidatos infravermelhos a aglomerados com as seguintes colunas: (1) identificação do objeto, (2) e (3) coordenadas galácticas, (4) e (5) coordenadas equatoriais (J2000), (6) e (7) diâmetros maior e menor, (8) traços de visibilidade ótica (S (sim) ou N (não)), (9) $E(B-V)_{FIR}$ e (10) comentários. De acordo com os comentários na Tabela 5.1, encontramos 20 objetos relacionados ou imersos em nebulosas de emissão co-

Tab. 5.1: *Candidatos infravermelhos a aglomerados*

Objeto	l °	b °	RA(2000) h:m:ss.ss	Dec(2000) °:':"	Dmax "	Dmin "	ótico	E(B-V) FIR	Commentários
01	0.03	-0.29	17:46:51.17	-29:03:47	42	36	N	26.2	em RCW139
02	0.11	-0.54	17:48:01.41	-29:06:52	48	48	N	10.2	em Sh2-19
03	0.28	-0.99	17:50:12.38	-29:12:21	50	50	S	4.0	
04	0.30	-0.19	17:47:05.68	-28:46:54	36	36	S	57.8	em Sh2-20
05	0.31	-0.19	17:47:07.04	-28:46:04	24	24	S	55.6	em Sh2-20, compacto poucas estrelas, imerso em poeira
06	0.31	-0.20	17:47:09.55	-28:46:26	45	36	S	55.6	em Sh2-20
07	0.54	-0.81	17:50:06.10	-28:53:13	48	48	S	21.9	no bordo de Sh2-21
08	0.55	-0.80	17:50:04.66	-28:52:40	42	42	S	21.9	no bordo de Sh2-21
09	0.55	-2.46	17:56:37.47	-29:43:06	47	32	N	1.2	
10	0.56	-0.85	17:50:17.56	-28:53:40	36	36	S	28.2	em Sh2-21
11	0.58	-0.86	17:50:24.11	-28:53:06	60	60	S	25.4	em Sh2-21
12	0.59	-0.83	17:50:16.38	-28:51:42	50	50	S	21.1	em Sh2-21
13	0.69	-2.05	17:55:20.88	-29:23:26	43	37	S	1.0	
14	0.76	-1.84	17:54:38.91	-29:13:36	47	30	S	1.1	
15	0.81	-1.12	17:51:56.84	-28:48:56	40	33	S	1.8	
16	0.42	-1.86	17:53:57.96	-29:31:42	39	39	S	1.0	
17	0.93	0.48	17:45:57.69	-27:53:16	45	28	N	16.9	
18	0.38	0.95	17:42:48.42	-28:06:28	96	57	S	1.8	aglomerado aberto
19	0.90	1.31	17:42:40.90	-27:28:30	52	52	N	2.0	
20	0.58	0.98	17:43:12.44	-27:55:04	60	24	N	2.8	
21	0.61	0.98	17:43:17.27	-27:53:45	51	22	N	2.8	
22	0.46	0.96	17:42:58.93	-28:02:09	56	32	N	2.6	
23	0.90	0.95	17:44:05.17	-27:40:03	56	45	S	3.8	
24	1.02	-1.90	17:55:30.25	-29:01:39	56	56	S	1.1	
25	1.08	-2.73	17:58:54.81	-29:23:40	43	43	S	1.0	
26	1.12	-0.10	17:48:41.49	-28:01:42	40	35	N	83.1	
27	1.16	-1.48	17:54:11.64	-28:41:53	97	60	N	1.9	aglomerado aberto
28	1.39	-1.17	17:53:28.70	-28:20:52	95	70	S	2.6	
29	0.14	0.96	17:42:14.06	-28:18:28	41	36	N	2.1	
30	1.53	-1.97	17:56:55.85	-28:37:21	43	30	S	1.1	
31	1.57	-0.38	17:50:49.51	-27:47:07	47	47	S	22.3	
32	1.88	-2.44	17:59:34.65	-28:33:19	56	37	S	0.9	
33	1.90	1.18	17:45:32.23	-26:41:48	49	36	S	4.1	
34	2.16	-0.11	17:51:07.63	-27:08:51	45	32	N	37.9	
35	2.31	1.36	17:45:48.59	-26:15:03	48	36	N	3.6	relacionado com L9
36	2.33	1.40	17:45:41.68	-26:12:55	42	42	S	3.6	inclui estrela brilhante?, relacionado com L9
37	2.33	1.42	17:45:38.03	-26:12:10	65	65	S	3.5	relacionado com L9
38	2.59	0.70	17:48:58.72	-26:21:10	50	50	N	6.0	
39	2.60	-0.86	17:55:03.32	-27:08:42	39	30	N	7.9	
40	2.71	-0.34	17:53:15.89	-26:46:52	36	21	S	19.3	poucas estrelas
41	2.80	-0.23	17:53:02.83	-26:39:26	37	32	N	25.7	
42	2.84	0.39	17:50:43.09	-26:17:29	49	49	N	18.3	
43	2.85	0.03	17:52:07.15	-26:28:18	67	64	N	29.2	
44	3.56	1.91	17:46:34.90	-24:53:26	48	48	S	2.7	relacionado com RCW143?
45	3.65	1.78	17:47:17.50	-24:53:13	90	70	S	3.3	NW bastante avermelhado, par com a conc. ótica NGC 6432
46	3.82	0.45	17:52:44.50	-25:25:17	36	36	S	8.7	próximo a concentração ótica NGC 6465
47	3.82	-1.25	17:59:17.55	-26:17:19	41	30	N	6.2	
48	3.83	-1.04	17:58:30.02	-26:10:04	60	50	N	8.0	na nebulosa de reflexão Bernes 4, em LDN 133
49	3.89	-1.03	17:58:34.03	-26:06:55	54	42	S	8.1	compacto, poucas estrelas, núcleo LDN 133, imerso em poeira
50	355.98	-0.11	17:36:09.87	-32:24:05	130	130	N	18.3	relacionado com Sh2-12?
51	358.44	-1.91	17:49:29.21	-31:15:51	130	130	S	3.5	no bordo de Sh2-15, em RCW134
52	358.78	0.05	17:42:28.10	-29:56:23	56	41	N	37.8	
53	359.56	0.09	17:44:13.42	-29:15:34	39	30	N	45.5	
54	359.62	0.15	17:44:06.24	-29:10:23	60	52	N	25.3	
55	359.63	0.08	17:44:24.41	-29:12:13	41	24	N	39.6	
56	359.71	-0.37	17:46:24.21	-29:22:19	48	36	N	27.7	imerso na poeira, em Sh2-16
57	359.83	-1.32	17:50:26.51	-29:45:24	44	36	N	1.7	
58	359.99	0.15	17:45:00.12	-28:51:37	55	42	S	61.5	em Sh2-17

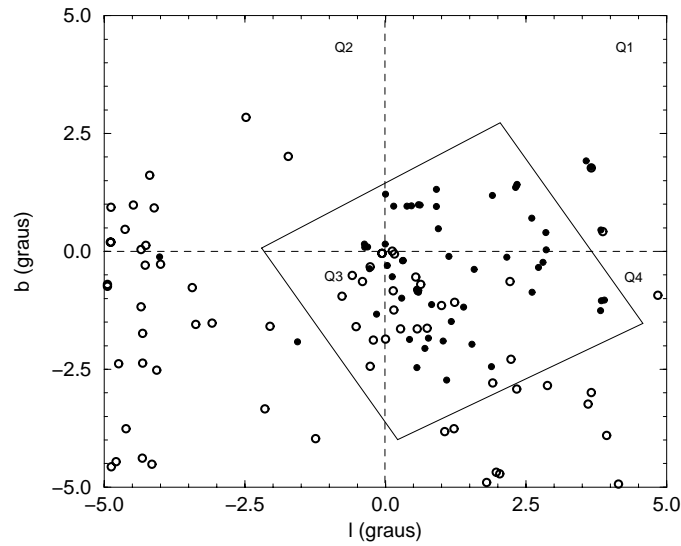


Fig. 5.2: *Distribuição angular dos candidatos infravermelhos a aglomerados (círculos cheios) comparado com a distribuição dos aglomerados abertos conhecidos (círculos abertos) na região de $10^\circ \times 10^\circ$ no Centro Galáctico. A área retangular define região em que foi realizada a busca sistemática de objetos. As direções do Plano Galáctico e do eixo menor do Boje são indicadas pelas linhas tracejadas.*

nhecidas (em catálogos como L - Lynds 1963, RCW - Rodgers et al. 1960 e Sh2- Sharpless 1959), nebulosas escuras (LDN - Lynds 1962) ou nebulosas de reflexão (Bernes 1977). Notamos que esses objetos possuem altos valores de $E(B-V)_{FIR}$, que são esperados em regiões na direção do Centro galáctico e, principalmente, de complexos de formação de estrelas onde a poeira encontra-se aquecida. Dutra & Bica (2000) compararam valores de avermelhamento derivados da fotometria infravermelha de aglomerados imersos em nebulosas escuras e regiões de formação estelar com seus $E(B-V)_{FIR}$, e concluíram que esses valores são compatíveis, exceto para região do Núcleo Galáctico onde a temperatura da zona molecular central parece estar acima do limite de 21 K dos mapas de temperatura de Schlegel et al. (1998). É interessante notar que detectamos dois candidatos infravermelhos a aglomerados (objetos 45 e 46) próximos às concentrações de estrelas no óptico NGC6432 e NGC6465, e dois candidatos a aglomerados abertos: os objetos 18 e 27).

A Figura 5.1 (painel à esquerda) mostra uma imagem na banda K_s de $3' \times 3'$ do aglomerado Arches usado como referência na busca por novos aglomerados próximos ao Centro Galáctico. A Figura 5.1 (painel à direita) mostra uma imagem K_s de $3' \times 3'$ do candidato a aglomerado infravermelho Objeto 11, o qual está imerso em Sh2-21.

5.3 Distribuição Angular

A Figura 5.2 mostra a distribuição angular dos candidatos infravermelhos a aglomerados comparada com a dos 58 aglomerados abertos catalogados numa região de $10^\circ \times 10^\circ$ centrada no Centro Galáctico. Os dois aglomerados jovens massivos, Arches e Quintuplet, não estão indicados na figura. Na zona em que a busca foi realizada sistematicamente (área retan-

gular) foram detectados 58 candidatos infravermelhos a aglomerados contra os 24 aglomerados abertos ou jovens previamente conhecidos na região (incluindo Arches e Quintuplet). Convém notar que existe uma deficiência de aglomerados conhecidos no quadrante Q1, provavelmente devido às nuvens de poeira próximas como as estudadas por Cambrésy (1999).

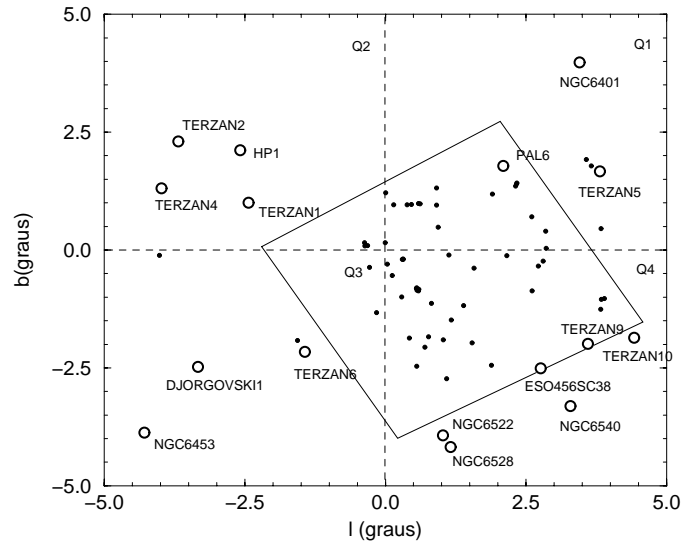


Fig. 5.3: *Distribuição angular dos candidatos infravermelhos a aglomerados (círculos cheios) comparado com a distribuição dos aglomerados globulares conhecidos (círculos abertos) na região de $10^\circ \times 10^\circ$ no Centro Galáctico. A área retangular define região em que foi realizada a busca sistemática de objetos. As direções do Plano Galáctico e do eixo menor do Bojo são indicadas pelas linhas tracejadas.*

A Figura 5.3 mostra a distribuição dos candidatos infravermelhos a aglomerados comparada com a dos 16 aglomerados globulares na mesma região definida para a Figura 5.3. Somente 3 aglomerados globulares conhecidos (Palomar 6, Terzan 9 e ESO456SC38) estão na área estudada, e não detectamos nenhum aglomerado globular além destes já conhecidos. Esse fato pode estar relacionado com a destruição de aglomerados globulares devido aos efeitos de maré causados pela concentração de massa central na Galáxia (Aguilar 1993). Barbuy et al. (1998a) estudaram a distribuição espacial dos aglomerados globulares dentro de 5° do Centro Galáctico e estimaram que poderiam existir 15 aglomerados globulares ainda não descobertos no lado oposto da Galáxia. Eles também encontraram evidências de uma zona vazia dentro de um raio de ≈ 0.7 Kpc, e que somente aglomerados concentrados poderiam sobreviver à dissolução causada por forças de maré e choque com o disco nas partes centrais do Bojo.

Recentemente, Portegies Zwart et al. (2001) estudaram a evolução e observabilidade de aglomerados jovens compactos próximos ao Centro Galáctico através de simulações N-Corpos e modelos para a evolução da densidade projetada dos aglomerados. Eles encontraram que aglomerados dentro de 200 pc do Centro Galáctico podem sobreviver até 70 milhões de anos antes da dissolução e que suas densidades projetadas caem abaixo da densidade projetada do fundo dentro de ≈ 20 milhões de anos, tornando esses objetos indetectáveis. Seus resultados indicaram que o número de aglomerados jovens compactos poderia facilmente exceder a 50,

sendo o mínimo de 10 objetos dentro de 200 pc do Centro Galático. Considerando que a nossa busca sistemática cobre aproximadamente 600 pc em projeção do Centro Galático e encontramos 56 candidatos a aglomerados jovens compactos (excluindo os dois candidatos a aglomerados abertos), temos uma boa concordância com estas recentes previsões teóricas.

Portanto, seria importante obter imagens infravermelhas em alta resolução espacial com grandes telescópios para estabelecer a natureza destes candidatos infravermelhos a aglomerados, para termos uma melhor estatística da população de aglomerados jovens compactos próximos ao Centro da Galáxia e confrontá-la com as previsões teóricas de formação e dissolução dos mesmos.

Capítulo 6

Avermelhamento na direção de galáxias atrás das Nuvens de Magalhães

6.1 Introdução

O conteúdo estelar de galáxias externas pode ser utilizado para analisar a coluna de poeira total da Galáxia ao longo de uma dada linha de visada, assim como nas direções das Nuvens de Magalhães. Nestas últimas temos, além da extinção galáctica, aquela devida à poeira existente nas próprias Nuvens. Conforme discutido na seção 1.6, os mapas de avermelhamento de Schlegel et al. (1998) são sensíveis à emissão da poeira existente nas Nuvens. Schlegel et al. (1998) não exploraram em detalhe seus mapas de avermelhamento na direção das Nuvens estimando apenas valores para o avermelhamento frontal na direção da Grande Nuvem $E(B-V)_{FIR} = 0.075$ e Pequena Nuvem $E(B-V)_{FIR} = 0.037$, a partir dos valores de avermelhamento nos arredores das Nuvens.

As Nuvens de Magalhães cobrem uma importante porção no céu e as galáxias de fundo não foram estudadas em detalhe devido ao avermelhamento e à contaminação por objetos extensos e campos ricos de estrelas das Nuvens. Dutra (1997) catalogou cerca de 3000 galáxias até magnitude $B=21$ atrás da Pequena Nuvem de Magalhães utilizando as placas fotográficas Schmidt do ESO/SERC. Oestreicher et al. (1995) mapeou o avermelhamento galáctico na direção da Grande Nuvem de Magalhães através da fotometria UBV de estrelas da Galáxia frontais à Grande Nuvem. Eles obtiveram um avermelhamento frontal médio de $E(B-V)_f = 0.06 \pm 0.02$. Para a Pequena Nuvem o avermelhamento frontal médio é de $E(B-V)_f = 0.03$, considerando o diagrama cor-magnitude de aglomerados de estrelas nas suas partes externas tais como K3, L1 e NGC121 (Westerlund 1990). Oestreicher & Schmidt-Kaler (1996) estudaram a distribuição de avermelhamento interno na Grande Nuvem e constataram a existência de nuvens de poeira com avermelhamento interno entre $0.04 < E(B-V)_i < 0.40$. Estimativas de avermelhamento através de contagens de galáxias foram feitas atrás da Pequena Nuvem (Wesselink 1961, Hodge 1974, MacGillivray 1975, Dutra 1997) e da Grande Nuvem (Gurwell & Hodge 1990). No entanto, esses estudos fornecem valores superestimados de avermelhamento, pois em algumas regiões a diminuição na contagem se deve mais à dificuldade de detectar galáxias em campos ricos de estrelas e objetos extensos do que ao avermelhamento propriamente.

No presente capítulo utilizaremos os mapas de avermelhamento e o programa de extração de avermelhamento para uma dada coordenada galáctica (ℓ, b) , *dust-getval*, fornecidos por Schlegel et al. (1998), para comparar valores de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ em linhas de visada de galáxias atrás das Nuvens de Magalhães com o avermelhamento espectroscópico destas galáxias.

6.2 Amostra de objetos

Nos corpos principais das Nuvens de Magalhães é, em geral, difícil estabelecer o tipo morfológico de uma galáxia usando as placas Schmidt do ESO/SERC ou imagens digitalizadas do Digitized Sky Survey da primeira e segunda gerações (DSS e XDSS). Em alguns casos é difícil distinguir uma galáxia de um objeto extenso pertencente às Nuvens, tais como uma região HII compacta ou um aglomerado de estrelas.

6.2.1 Objetos na direção das Nuvens de Magalhães

Selecionamos galáxias atrás das Nuvens de Magalhães e também incluímos objetos de classificação incerta e/ou excluídos dos catálogos de objetos extensos na Pequena Nuvem (Bica & Schmitt 1995, Bica & Dutra 2000) e Grande Nuvem (Bica et al. 1999) para estabelecer sua natureza. Esses objectos nos corpos principais das Nuvens são: (i) SMC-DEM92 (AM0054-744ne), LMC-DEM225 e LMC-DEM329 dos catálogos de nebulosas em emissão da Pequena e Grande Nuvens de Davies et al. (1976); (ii) HS75-8, HS75-10, HS75-13, HS75-18, HS75-20, HS75-22, HS75-23 e HS75-25 do catálogo de galáxias atrás da Pequena Nuvem de Hodge (1975); (iii) HS17, HS45, HS257, HS356, HS394, HS449 e HS451 do catálogo de aglomerados de estrelas da Grande Nuvem de Hodge & Sexton (1966); (iv) SL887 do catálogo de aglomerados estelares da Grande Nuvem de Shapley & Lindsay (1963); (v) OHSC3 do catálogo de aglomerados da Grande Nuvem de Olszewski et al. (1988); e (vi) HW60 do catálogo de aglomerados da Pequena Nuvem de Hodge & Wright (1974).

As Figuras 6.1 e 6.2 mostram a distribuição angular dos objetos observados na direção da Pequena e Grande Nuvens respectivamente. Distinguimos as galáxias da literatura que observamos (com dados disponíveis nos bancos de dados extragalácticos LEDA e/ou NED) dos objetos cuja natureza queremos estabelecer. Nota-se que os últimos cobrem melhor as regiões centrais da Pequena e da Grande Nuvem.

Na Tabela 6.1 apresentamos dados para os 43 objetos observados, por colunas: (1) designação, (2) e (3) coordenadas equatoriais J2000, (4) e (5) coordenadas galácticas, (6) magnitude total B_T (LEDA/NED), (7) tempo de exposição, (8) velocidade radial no presente estudo, (9) velocidade radial (LEDA/NED), e (10) tipo morfológico (LEDA/NED) ou estimado das placas ESO/SERC. Objetos adicionais incluídos na Tabela 6.1 serão discutidos posteriormente.

6.2.2 Calota Polar Sul Galáctica

A amostra da calota polar sul galáctica ($b < -70^\circ$) consiste de 13 galáxias elípticas e S0, as quais minimizam efeitos de variação na população estelar. Schlegel et al. (1998) chamou

Tab. 6.1: *Objetos observados na direção das Nuvens de Magalhães.*

Objeto	RA(2000) h:m:s	Dec(2000) °:':"	l (°)	b (°)	B_r	Exp (s)	V (km/s)	V_{lit} (km/s)	Tipo
Corpo da Pequena Nuvem									
HS75-8	00:51:08	-73:39:22	302.96	-43.47		4x900	19650	–	E
AM0054-744sw	00:55:49	-74:30:58	302.53	-42.61		2x900	10685	–	E
SMC-DEM92,AM0054-744ne	00:56:01	-74:30:40	302.52	-42.61		3x900	10369	–	E/SO
HS75-20	00:59:10	-74:02:39	302.20	-43.07		5x900	19017	–	E
HS75-22	01:06:03	-73:59:52	301.55	-43.09		2x900	9890	–	E
HS75-23	01:06:07	-74:07:42	301.56	-42.96		5x900	18950	–	E
HW60	01:09:27	-72:22:21	301.01	-44.69		3x900	17665	–	S
HS75-25	01:11:33	-73:02:12	300.89	-44.01		3x900+600	19736	–	E
NGC643B,ESO29G53,IRAS01384-7515	01:39:14	-75:00:41	298.82	-41.73		2x900	4006	3966	
Vizinhança da Pequena Nuvem									
ESO28G12,IRAS00160-7325	00:18:20	-73:09:08	306.24	-43.76	14.90	2x600	6200	6326	S0-a
HS75-10	00:52:34	-70:28:17	302.79	-46.66		3x900	18360	–	E
NGC406,ESO51G18,IRAS01057-7008	01:07:24	-69:52:35	300.91	-47.19	13.02	3x600	1391	1508	Sc
ESO521G1-NED1	01:24:49	-68:37:21	298.37	-48.21	14.76	2x900	10778	11100	S0-a
NGC802,ESO52G13	01:59:06	-67:52:16	293.50	-48.00	14.09	2x900	1723	1504	SO-a
NGC813,ESO52G16	02:01:37	-68:26:21	293.52	-47.38	13.78	600+420	8188	8160	SO-a
IC5339,ESO77G26,Fairall1051	23:38:05	-68:26:35	312.74	-47.26	14.46	2x900	12250	12328	E-SO
Objetos extensos na Pequena Nuvem									
HS75-13,H86-159	00:55:12	-72:40:57	302.54	-44.44		3x900	180	–	Aglomerado
SMC-N63,HS75-18	00:58:17	-72:38:50	302.21	-44.47		2x900	132	–	Região HII
Corpo da Grande Nuvem									
ESO55G33	04:38:51	-69:30:25	281.49	-36.69	14.39	2x900	5470	–	S0
NGC1669,ESO84G38	04:43:00	-65:48:53	276.96	-37.57	14.78	900+2x600	5580	–	Sa
NGC1809,ESO56G48	05:02:05	-69:34:04	280.76	-34.75	13.19	3x900	1233	1301	Sc
ESO33G11	05:05:07	-73:39:08	285.39	-33.34	14.35	2x900	4550	–	SBar
NEW GALAXY 1	05:07:38	-68:23:03	279.21	-34.57		2x900+420	5782	–	
HS257	05:22:45	-70:10:29	280.97	-32.88		2x900	5560	–	
LMC-DEM225,IRAS05319-6723	05:31:49	-67:21:32	277.51	-32.51		3x600	1376	–	
IRAS05338-6645	05:33:52	-66:43:18	276.74	-32.39		3x900	4320	–	
HS356,ESO56G154,KMHK1096	05:33:58	-71:45:20	282.62	-31.70		900+600	7150	7255	
HS394	05:42:02	-70:54:15	281.52	-31.18		3x900	4567	–	
LMC-DEM329,IRAS05522-6952	05:51:42	-69:55:51	280.31	-30.46		2x900	4380	–	
Vizinhança da Grande Nuvem									
HS17,HP99-653	04:38:51	-68:22:10	280.27	-37.33		4x900	19250	–	
HS45,IRASF04521-7333	04:51:09	-73:28:42	285.59	-34.33		3x900	7565	–	
ESO33G2	04:55:59	-75:32:28	286.77	-33.29	14.66	2x900	5408	5467	S0
ESO33G3	04:57:47	-73:13:51	285.11	-33.97	14.25	2x600	7664	7677	E
NGC1765,ESO119G24	04:58:24	-62:01:41	271.83	-36.89	13.97	2x900	8846	8758	E
ESO15G18	05:04:58	-81:18:38	293.89	-30.73	14.29	2x900	4926	4903	E
ESO119G48	05:14:36	-61:28:54	270.78	-35.09	13.51	2x900	4549	4548	SO-a
HS449,GH90-060055-6840	06:00:43	-68:40:09	278.81	-29.72		4x900	11305	–	
NGC2187A,ESO57G68sw,AM0604-693sw	06:03:44	-69:35:18	279.86	-29.44	12.94	2x900	3769	3963	Sa
NGC2187B,ESO57G68ne,AM0604-693ne	06:03:52	-69:34:41	279.85	-29.43	13.16	2x900	4519	4470	E
HS451	06:05:28	-67:07:10	277.03	-29.28		3x900	7931	–	
SL887	06:21:01	-72:35:34	283.30	-28.06		3x900+600	11466	–	
ESO58G19	06:52:57	-71:45:44	282.64	-25.55	13.45	2x900	4271	4251	SO-a
Objetos extensos na Grande Nuvem									
OHSC3,KMHK362	04:56:36	-75:14:29	287.42	-33.36		4x900	158	–	Aglomerado
Comparação Bica (1988)									
NGC1381	03:36:31	-35:17:39	236.467	-54.039	12.71	2x600	1676	1776	S0
NGC1399	03:38:29	-35:26:58	236.714	-53.636	10.33	2x900	1424	1434	E
NGC1411	03:38:45	-44:06:00	251.02	-52.52	12.18	2x900	1100	1022	E-S0
NGC1404	03:38:52	-35:35:35	236.953	-53.555	10.89	2x600	1970	1926	E
NGC1427	03:42:19	-35:23:37	236.598	-52.854	11.84	2x600	1328	1425	E
NGC1600	04:31:40	-05:05:10	200.416	-33.242	12.04	2x600	4703	4737	E
NGC6758	19:13:52	-56:18:33	340.573	-25.318	12.58	2x600	3489	3408	E
IC4889	19:45:16	-54:20:37	343.538	-29.42	12.02	2x600	2490	2521	E
IC1459	22:57:09	-36:27:37	4.665	-64.106	11.17	2x600	1726	1679	E
Capa Polar Sul									
NGC148	00:34:16	-31:47:10	340.648	-84.029	13.24	3x600	1705	1516	S0
NGC155	00:34:40	-10:45:59	108.57	-73.169	14.28	5x900	6101	6173	S0
NGC163	00:36:00	-10:07:17	110.121	-72.608	13.92	2x900	5892	5981	E
NGC179	00:37:46	-17:50:56	103.462	-80.2	14.29	2x900	6192	6006	E-S0
NGC277	00:51:17	-08:35:48	122.814	-71.468	14.73	900+600	4120	4327	E-SO
IC1633	01:09:55	-45:55:52	293.099	-70.843	12.55	2x600	7437	7242	E
ESO476G4	01:21:07	-26:43:36	211.145	-83.373	13.86	2x900	5922	5839	E-SOB
ESO352G55	01:21:33	-33:09:23	257.572	-81.133	14.63	2x900	3747	3539	E-SO
ESO542G15	01:27:14	-21:46:24	181.527	-80.258	14.70	2x900	5532	5567	SO Ring
NGC641	01:38:39	-42:31:40	273.994	-71.847	13.42	2x900	6306	6454	E-SO
NGC720	01:53:00	-13:44:20	173.019	-70.358	11.40	2x600	1563	1736	E
NGC7736	23:42:26	-19:27:09	55.15	-72.418	13.80	4x900	4492	4511	S0
NGC7761	23:51:29	-13:22:53	74.423	-70.37	14.14	3x900	7087	7082	S0

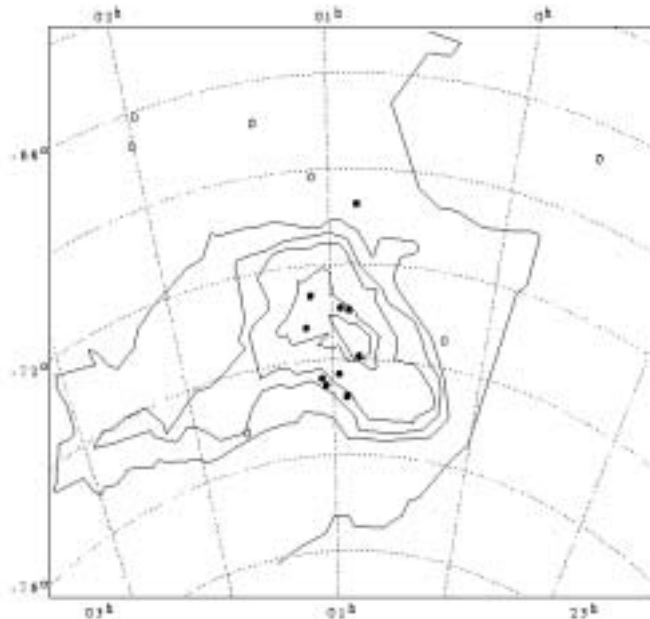


Fig. 6.1: *Distribuição angular das galáxias conhecidas (círculos abertos) e candidatas (círculos cheios) projetadas na direção da Pequena Nuvem. As linhas sólidas representam contornos de densidade de coluna de HI de 5, 50, 100, 150, 400 e 600 em unidades de 10^{19} átomos cm^{-2} extraídos de Mathewson & Ford (1984)*

a atenção para a existência de regiões de baixo avermelhamento entre cirrus próximos aos Polos Galácticos, e em algumas regiões fora das calotas polares em latitudes intermediárias. Algumas dessas regiões de latitude intermediária possuem $E(B-V)_{FIR}$ 4 vezes menor que o valor médio estimado para as calotas polares, $E(B-V)_{FIR} = 0.015$ (Norte) e 0.018 (Sul). Observamos essas galáxias para criar espectros médios de referência de galáxias livres de avermelhamento sob condições observacionais similares às da amostra de galáxias das Nuvens de Magalhães. Também observamos 9 galáxias E/S0 em latitudes galácticas intermediárias ($-64^\circ < b < -29^\circ$), as quais também foram observadas por Bica (1988, a seguir B88) para formar seus espectros de referência de populações estelares vermelhas. Estas últimas galáxias foram observadas para comparação. As amostras são descritas na Tabela 6.1.

6.3 Observações e reduções

Os espectros foram coletados com o telescópio de 2.15 m no Complexo Astronômico El Leoncito (CASLEO, San Juan, Argentina) em dezembro de 1995 e outubro de 1998. Utilizamos o espectrógrafo REOSC no modo de dispersão simples com uma rede de 300 linhas/mm e uma câmera CCD Tektronics de 1024×1024 pixels (cada pixel com tamanho de $24 \mu\text{m} \times 24 \mu\text{m}$). A dispersão média produzida foi de $\approx 143 \text{ \AA/mm}$ ou 3.43 \AA/pixel . A cobertura espectral foi de $3600 \text{ \AA} - 6800 \text{ \AA}$. Foram tomadas pelo menos duas exposições de cada objeto para eliminar raios cósmicos. Os tempos de exposição são dados na Tabela 6.1. Foram observadas as estrelas padrão EG21 e LTT3864 (Baldwin & Stone 1984) para calibrar em fluxo os espectros. Foram tomadas exposições de lâmpada He-Ar para calibração em comprimento

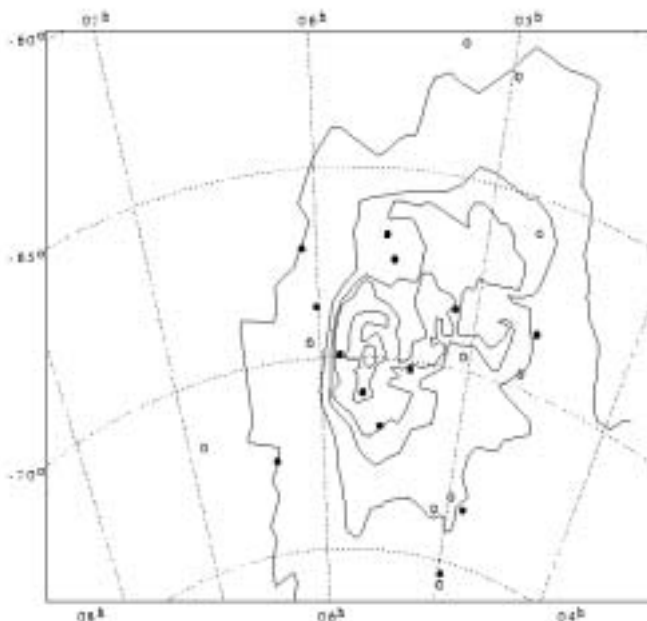


Fig. 6.2: Distribuição angular das galáxias conhecidas (círculos abertos) e candidatas (círculos cheios) projetadas na direção da Grande Nuvem. As linhas sólidas representam contornos de densidade de coluna de HI de 5, 50, 100, 150, 400 e 600 em unidades de 10^{19} átomos cm^{-2} extraídos de Mathewson & Ford (1984)

de onda (λ) dos objetos e das estrelas padrão. A fenda foi orientada na direção leste-oeste e sua largura foi de $4''$ fornecendo uma resolução de 14 \AA . O comprimento da fenda projetado no CCD foi de $4.7'$.

As reduções foram feitas no Instituto de Física - UFRGS e no Observatório de Córdoba (Córdoba - Argentina) utilizando um conjunto de rotinas específicas do pacote **IRAF**. O processo de redução consiste na seguinte série de procedimentos: (i) corrigir pelo ruído intrínseco de todo instrumental; (ii) corrigir pela sensibilidade do detector CCD; (iii) corrigir pelas condições da noite de observação (iluminação do céu e extinção atmosférica); (iv) corrigir a contaminação dos raios cósmicos; (v) extrair espacialmente a região de interesse do espectro, e (vi) calibrar o espectro em fluxo e comprimento de onda a fim de poder colher as informações espectrais em unidades do sistema padrão. Os espectros foram extraídos ao longo da fenda de acordo com a dimensão da região nuclear do objeto, dimensões típicas foram de $8\text{-}10''$.

Embora a resolução espectral foi escolhida para estudos de população estelar, foi possível medir velocidades radiais que possuem uma boa concordância com a literatura (Tabela 6.1). Notamos que para ESO28G12 existe uma diferença significativa entre as velocidades nos bancos de dados extragaláticos do LEDA e NED, e que a velocidade medida nesse trabalho (Tabela 6.1) confirma o valor dado no NED. As velocidades medidas foram usadas para reduzir todos os espectros ao seu estado de repouso, o que é necessário para o subsequente estudo da população estelar.

A Tabela 6.1 mostra que as galáxias observadas atrás do corpo da Pequena Nuvem estão em sua maioria no intervalo $10000 < V(\text{Km/s}) < 20000$, enquanto que as que estão atrás da

Grande Nuvem estão no intervalo $4000 < V(\text{Km/s}) < 6000$. Como a priori as amostras não foram selecionadas por velocidade radial, esse efeito parece ser real. Ou seja, este conjunto de galáxias mais próximas atrás da Grande Nuvem não tem contrapartida atrás da Pequena Nuvem.

As Figuras 6.3 e 6.4 mostram o espectro em repouso para as galáxias atrás das Nuvens, as quais o presente estudo estabeleceu ou confirmou a natureza (Seção 6.4). A maioria destas galáxias tem núcleo de população vermelha, mas algumas são azuis e apresentam características que denotam formação estelar recente tais como linhas fortes de Balmer do H em absorção ou emissão típicas de núcleos de regiões HII (ex. IRAS05538-6645 na Grande Nuvem, Figura 6.4).

6.4 Natureza dos objetos na direção das Nuvens

Usamos as medidas de velocidade radial (Tabela 6.1) para estabelecer a natureza dos objetos observados na direção das Nuvens. No presente estudo as velocidades resultaram ser maiores que $V > 1000 \text{ Km/s}$ ou menores que $V < 200 \text{ Km/s}$, caracterizando as galáxias atrás das Nuvens, e os objetos extensos das Nuvens, respectivamente. A maioria dos objetos observados da lista de Hodge & Snow (1975) são de fato galáxias, exceto HS75-13 e HS75-18 (painel superior da Figura 6.5) os quais resultaram ser um aglomerado de estrelas (H86-159) e uma região HII (SMC-N63) da Pequena Nuvem, respectivamente (Seção 6.4.1). OHSC3 é confirmado como um aglomerado de estrelas da Grande Nuvem (painel superior da Figura 6.5). Os objetos SMC-DEM92 e HW60 na Pequena Nuvem, e LMC-DEM225, LMC-DEM329, HS17, HS45, HS257, HS356, HS394, HS449, HS451 e SL887 na Grande Nuvem (originalmente classificados como aglomerados de estrelas ou regiões HII) resultaram ser galáxias. A seguir comentamos as propriedades de alguns objetos observados:

A galáxia observada que chamamos New Galaxy 1 (Tabela 6.1) não havia sido catalogada anteriormente.

HW60 parece ter uma companheira (a qual denominamos New Galaxy 2, localizada em $J2000\ 01^h09^m23^s\ -72^\circ22'15''$) a $\approx 0.4'$ a noroeste com dimensões de $0.2' \times 0.15'$.

SMC-DEM92 é o membro mais brilhante do par interagente AM0054-744 (Arp & Madore 1987). Também observamos a companheira AM0054-744sw (Tabela 6.1, Figura 6.3). Suas velocidades radiais são compatíveis com interação. Caso similar é o do par interagente NGC2187A e NGC2187B (Table 1), os quais também constam no catálogo de Arp & Madore.

A galáxia HS75-25 (PMNJ0111-7302) atrás da Pequena Nuvem é uma emissora em raio-X (Haberl et al. 2000), Tabela 6.1. HS17 (GSC916600034), HS257 (RXSJ043612.5-682236) (Haberl & Pietsch 1999) e HS356 (RXJ0534.0-7145) (Crampton et al. 1997) são fontes de raio-X atrás da Grande Nuvem. Em particular, HS356 está em um campo rico de estrelas e havia sido catalogada como aglomerado (Hodge & Sexton 1966, Kontizas et al. 1990) mas também como galáxia (Lauberts 1982).

ESO52IG1 (Lauberts 1982) refere-se a um grupo compacto de galáxias estudado por Sérsic (1974) - Se10/2, e Arp & Madore (1987) - AM0123-685. A galáxia aqui estudada é o membro mais brilhante do grupo (coordenadas na Tabela 6.1). Chamamos atenção que as coordenadas da literatura frequentemente se referem ao centro do grupo. O banco de dados do NED atualmente lista os 3 objetos mais brilhantes do grupo, mas as coordenadas estão

sistematicamente deslocadas de $\approx 0.7'$ a noroeste.

Algumas galáxias atrás das Nuvens são também fontes IRAS (Tabela 6.1).

6.4.1 Objetos extensos das Nuvens

Bica & Schmitt (1995) e Bica & Dutra (2000) indicaram que o objeto SMC-N63 (Henize 1956) consta também em vários catálogos de objetos em emissão como L61-331 (Lindsay 1961), SMC-DEM94 (Davies et al. 1976) e MA1065 (Meyssonier & Azzopardi 1993). A presente identificação desse objeto como sendo também HS75-18 junto com o seu espectro (painel superior da Figura 6.5) conclusivamente estabelecem sua natureza como região HII. O conteúdo estelar da região HII foi catalogado como o aglomerado de estrelas SMC-OGLE113 (Pietrzyński et al. 1998). O avermelhamento do gás incluindo o avermelhamento frontal pode ser derivado do espectro em emissão (painel superior da Figura 6.5) usando o decremento de Balmer medido $F_{H\alpha}/F_{H\beta} = 3.31$. Supondo o caso B da teoria de linhas de recombinação, a razão intrínseca é $(F_{H\alpha}/F_{H\beta})_0 = 2.87$ (Osterbrock 1989), e derivamos $E(B-V) = 0.13$. Esse valor de avermelhamento é mais baixo que o derivado da emissão $100\mu\text{m}$ da poeira na mesma direção $E(B-V)_{FIR} = 0.37$. Uma possível explicação para essa diferença é que existe uma nuvem molecular associada à essa região de formação estelar localizada atrás de SMC-N63.

Os espectros integrados dos aglomerados comparados aos espectros de referência de aglomerados de diferentes idades e metalicidades podem fornecer parâmetros tais como idade e avermelhamento (ex. Piatti et al. 1998b, Ahumada et al. 2000). No presente estudo, as razões sinal/ruído dos espectros de H86-159 e OHSC3 não são as ideais para se determinar as características espectrais dos aglomerados, mas a distribuição espectral pode ser comparada a espectros de referência (painel inferior da Figura 6.5).

Usando placas profundas obtidas com o telescópio de 4 m do CTIO, Hodge (1986) catalogou o aglomerado H86-159, e Pietrzyński et al. (1998) usando imagens CCD o confirmou como o aglomerado SMC-OGLE102. No presente estudo, a identificação desse objeto como HS75-13 e seu espectro (painel superior da Figura 6.5) confirma que ele não é uma galáxia. Recentemente de Oliveira et al. (2000) estimaram o avermelhamento total $E(B-V) = 0.10$ e uma idade de ≈ 500 milhões de anos para H86-159 a partir do diagrama cor-magnitude extraído dos dados fotométricos do OGLE (Udalski et al. 1998). Para comparação (painel inferior da Figura 6.5), mostramos os espectros de referência de aglomerados livres de avermelhamento da Grande Nuvem LMC-Int1 e LMC-Int2 de idades de 1 e 2 bilhões de anos respectivamente (Dutra et al. 1999). Aplicando correções de avermelhamento ao espectro de H86-159 seguindo a lei de extinção de Seaton (1979), derivamos um avermelhamento total de $E(B-V) = 0.15$ e uma idade de 2 bilhões de anos. Na direção do aglomerado temos um avermelhamento derivado da emissão da poeira de $E(B-V)_{FIR} = 0.38$. Esse objeto é central na Pequena Nuvem e existem regiões de formação estelar próximas (traços de gás nebular são notados na região pela emissão em $[OII] \lambda 3727 \text{ \AA}$, $[OIII] \lambda\lambda 4959, 5007 \text{ \AA}$). O alto $E(B-V)_{FIR}$ comparado com o derivado do conteúdo estelar (diagrama cor-magnitude e espectro) sugere a presença de poeira atrás do aglomerado como ocorre nas direções de aglomerados da Galáxia (Dutra & Bica 2000 e Seção 2). Ao contrário das galáxias os aglomerados não necessariamente atravessam toda a coluna de poeira das Nuvens. A diferença de idade para o aglomerado pode ser explicada pelo fato que o aglomerado é pouco povoado,

e além disso o "turnoff" está próximo do limite de detecção o que afeta a determinação de idade via diagrama cor-magnitude. Por outro lado, efeitos estocásticos por contaminação de estrelas brilhantes e campo para aglomerados de baixa massa podem causar importantes incertezas nas propriedades integradas (ex. Geisler et al. 1997). Em todo caso o intervalo entre 0.5 e 2 bilhões de anos é um importante vínculo para idade do aglomerado.

6.5 Espectros de referência: galáxias livres de avermelhamento

Núcleos de galáxias com população estelar vermelha são ideais para determinar avermelhamento pois sua distribuição espectral é essencialmente insensível à variação de idade dos componentes, e apresenta uma pequena dependência em metalicidade (B88). As populações estelares azuis sofrem grandes variações no contínuo do espectro com a idade.

B88 estudou as populações estelares de galáxias tipo E/S0 e tardio através de espectros integrados da região nuclear. Os núcleos dessas galáxias foram estudados separadamente considerando também diferenças de luminosidade (B88 e referências lá citadas). Espectros com larguras equivalentes e distribuição de contínuo similares foram agrupadas em espectros de referência de alto sinal/ruído. Esses espectros de referência representam os tipos de populações estelares mais frequentemente encontrados nos núcleos de galáxias normais. Os espectros de referência E/S0 E1 a E3 representam uma sequência de decréscimo em metalicidade para núcleos de galáxias dominados por população vermelha (velha). E7 representa um núcleo dominado por população velha mas com significativa contribuição de componentes de 0.5 a 1 bilhão de anos. S1 a S3 representa uma sequência em metalicidade similar a E1-E3 ocorrendo em núcleo de espirais gigantes. Finalmente S4 a S7 é uma sequência de núcleos de espirais gigantes com crescente contribuição das populações jovens.

Para comparações espectrais entre as galáxias e os espectros de referência medimos larguras equivalentes (W) de linhas e/ou bandas fortes de absorção. Usamos as linhas/bandas metálicas K CaII, CN, banda G, MgI e NaI conjuntamente com 4 linhas de Balmer. Na Tabela 6.2, são mostrados os valores W para os espectros de referência e galáxias individuais medidos usando os traços de contínuo e as janelas espectrais definidas em Bica & Alloin (1986) e Bica et al. (1994). Para populações mais azuis aumentamos a resolução das propriedades espectrais criando espectros de referência intermediários S5/S6 ($0.5 \times S5 + 0.5 \times S6$), S6/S7A ($0.5 \times S6 + 0.5 \times S7$) e S6/S7B ($0.25 \times S6 + 0.75 \times S7$). Esse procedimento permite uma melhor determinação do avermelhamento a partir das distribuições de contínuo pois este varia fortemente com a idade das populações no núcleo da galáxia. Erros típicos em W são de $\approx 5\%$ e dependem principalmente da razão sinal/ruído e incertezas na determinação do contínuo.

Populações estelares vermelhas são os tipos mais frequentes na amostra de galáxias atrás das Nuvens (Figuras 6.3 e 6.4). Para minimizar também efeitos instrumentais observamos galáxias E/S0 em altas latitudes e algumas galáxias em comum com B88 (Seção 6.2.2). Para esta amostra de galáxias, obtivemos o avermelhamento devido à emissão da poeira $E(B-V)_{FIR}$, coluna 5 da Tabela 6.3. Construímos também, novos espectros de referência de população vermelha usando galáxias com $E(B-V)_{FIR} < 0.02$ (Tabela 6.3) para evitar

cirrus de poeira (Seção 6.2.2). Medidas de W_s para essas galáxias (Tabela 6.2) permitiram classificá-las em tipos E1, E2 e E3. Corrigimos por extinção os espectros usando valores de $E(B-V)_{FIR}$ e a lei de extinção de Seaton (1979). Nesse estágio, galáxias observadas classificadas como E2 e E3 mostraram-se muito similares em termos de sua distribuição de contínuo e foram agrupadas. Portanto, para esse estudo adotamos dois espectros de referência T1 e T23 equivalentes aos espectros de referência E1 e E2/E3. A distribuição espectral de T1 é idêntica à de E1, enquanto que a de T23 é intermediária entre E2 e E3 (mais próxima do último espectro de referência). Membros dos espectros de referência T1 e T23 são indicados na Tabela 6.3. As galáxias restantes possuem valores de avermelhamento mais altos (Tabela 6.3), e algumas delas tiveram sua distribuição de poeira estudada por Ferrari et al. (1999).

A determinação do avermelhamento é feita pela comparação do espectro da galáxia observada com o seu respectivo espectro de referência com larguras equivalentes similares. O espectro da galáxia foi corrigido por $E(B-V) = 0.01$ usando a lei de Seaton (1979) e depois, comparado com o espectro de referência até que os dois espectros fiquem superpostos. Fornecemos na coluna 4 da Tabela 6.3 os resultados para as galáxias individuais membros dos espectros de referência T1 e T23, além de outras galáxias de população vermelha observadas.

A Tabela 6.3 indica que o avermelhamento da emissão da poeira $E(B-V)_{FIR}$ e o derivado espectroscopicamente são consistentes para quantidades pequenas de avermelhamento. O avermelhamento espectroscópico médio (13 galáxias) é $E(B-V) = 0.02 \pm 0.01$, o qual é consistente com a estimativa de Schlegel et al. (1998) (Seção 6.2.2).

6.6 Avermelhamento nas direções das Nuvens de Magalhães

Para cada galáxia atrás das Nuvens, procuramos o espectro de referência compatível com suas medidas de W_s (Tabela 6.2). Os espectros de referência resultantes são mostrados na coluna 2 da Tabela 6.4. Também para cada galáxia obtivemos dos mapas de Schlegel et al. (1998) o avermelhamento devido à emissão da poeira $E(B-V)_{FIR}$ mostrado na coluna 4 da Tabela 6.4. Determinamos o $E(B-V)$ espectroscópico fazendo uso da lei de Seaton e variando a quantidade de avermelhamento ao corrigir o espectro da galáxia observada até coincidir com a distribuição de contínuo do espectro de referência. A Figura 6.6 ilustra a determinação de avermelhamento para: (i) a galáxia de população vermelha HS394 (painel superior), e (ii) a galáxia de população azul IRAS05338-6645 (painel inferior). Os valores de avermelhamento espectroscópico obtidos estão na coluna 3 da Tabela 6.4. Finalmente na coluna 5 é mostrada a densidade de coluna de HI em unidades de 10^{19} átomos cm^{-2} (Mathewson & Ford 1984) sobre a qual se encontram projetadas as galáxias.

A incerteza no ajuste de contínuos para determinar o avermelhamento é $\epsilon E(B-V) \approx 0.01$. A fonte maior de incerteza está na determinação da população estelar: para população estelar vermelha é da ordem de $\epsilon E(B-V) \approx 0.02$ e para a azul é $\epsilon E(B-V) \approx 0.05$. Das 36 galáxias atrás das Nuvens aqui observadas, 31 (86 %) mostram uma boa concordância (com diferenças $\delta E(B-V) \approx 0.10$) entre os avermelhamentos espectroscópico e o devido à emissão da poeira (Tabela 6.4), levando a um r.m.s. das diferenças de 0.04. Os casos de diferença

Tab. 6.2: *Ws para linhas e bandas de absorção nos espectros de referência e de galáxias individuais.*

Objeto	K	H δ	CN	G	H γ	H β	MgI	NaI	H α	
Windows	3908-3952	4082-4124	4150-4214	4284-4318	4318-4364	4846-4884	5156-5196	5880-5914	6540-6586	
	Espectros			referência			B88			
E1	17.5	5.7	15.1	9.6	5.2	3.7	10.9	6.6	0.2	
E2	17.9	5.8	12.1	9.6	5.7	3.5	9.6	5.4	1.6	
E3	16.1	2.3	7.9	8.9	4.3	4.2	8.0	4.2	2.2	
E7	12.3	6.1	6.9	6.9	5.4	4.9	7.4	4.1	—	
S4	13.2	4.7	5.8	7.3	5.0	3.5	6.1	4.1	e	
S5	7.7	3.9	5.5	6.3	3.3	0.9	6.1	4.1	e	
S5/S6	6.1	4.1	4.0	5.5	3.5	0.0	5.3	3.7	e	
S6	5.6	4.2	2.6	4.7	3.6	e	4.0	3.4	e	
S6/S7A	2.5	4.7	2.0	3.5	3.6	e	3.7	3.2	e	
S6/S7B	3.1	4.9	2.0	3.3	4.0	e	3.8	3.3	e	
S7	2.9	5.4	2.3	3.1	4.1	e	3.9	3.5	e	
	Novos			espectros			de			referência
T1	18.6	6.1	15.0	9.6	4.3	3.4	11.3	7.0	0.2	
T23	17.1	4.3	10.2	9.2	4.4	3.5	8.7	4.3	0.8	
	Comparação				B88					
NGC1381	18.4	3.6	10.0	8.7	4.4	4.0	8.2	4.2	1.9	
NGC1399	19.4	7.5	16.7	8.6	4.3	4.1	12.6	7.5	1.6	
NGC1411	16.7	4.3	10.6	9.4	4.3	3.2	8.4	4.7	—	
NGC1404	18.7	7.2	12.7	11.0	4.4	3.4	10.1	6.7	2.3	
NGC1427	19.0	5.5	11.8	9.8	6.4	4.1	9.5	4.5	1.1	
NGC1600	18.5	6.4	15.5	8.9	4.3	4.1	12.1	5.8	2.2	
NGC6758	18.7	8.6	15.3	10.7	5.6	4.2	10.1	6.1	1.4	
IC4889	20.1	9.2	12.6	11.9	8.2	2.9	7.1	2.9	—	
IC1459	20.4	5.4	13.8	9.0	3.6	2.0	11.2	6.9	—	
	Capa		Polar		Sul					
NGC148	19.4	7.6	12.2	10.5	5.4	4.3	9.2	6.1	2.9	
NGC155	17.3	4.8	10.7	10.7	6.1	5.4	9.5	4.2	—	
NGC163	17.2	4.9	13.5	9.1	5.2	2.8	9.8	5.0	1.3	
NGC179	16.8	6.9	12.1	9.7	5.5	4.4	8.4	4.0	—	
NGC277	17.9	6.4	13.3	10.7	6.1	4.0	10.1	5.2	—	
IC1633	18.6	4.9	9.3	9.8	7.1	2.9	8.0	4.7	—	
ESO476G4	16.2	2.4	8.0	9.3	3.5	2.7	8.0	3.8	2.0	
ESO352G55	19.6	5.8	11.8	8.9	4.9	6.4	9.5	5.4	2.3	
ESO542G15	17.0	4.3	9.5	8.8	5.1	3.9	8.2	4.1	1.6	
NGC641	17.8	5.2	11.4	9.3	3.9	3.2	9.4	4.0	—	
NGC720	18.7	7.1	15.3	9.4	4.9	2.2	10.9	6.9	—	
NGC7736	19.0	6.5	13.8	9.7	6.1	4.8	10.3	5.6	2.2	
NGC7761	13.6	5.7	10.0	8.9	6.4	4.5	8.4	3.2	—	
	Corpo		Principal		Pequena		Nuvem			
HS75-8	17.2	4.9	13.5	9.1	5.2	2.8	9.8	5.0	1.3	
AM0054-744sw	20.4	1.7	6.7	9.2	3.9	5.1	8.5	4.1	2.3	
SMC-DEM92	16.7	1.3	9.2	8.1	5.9	3.6	6.9	3.6	1.8	
HS75-20	4.7	6.3	2.3	4.4	5.6	e	5.5	4.3	—	
HS75-22	16.5	4.5	12.9	8.8	5.1	2.4	8.9	4.5	1.0	
HS75-23	15.2	—	6.9	8.5	4.6	3.3	10.0	5.7	—	
HS75-25	18.6	4.9	9.3	9.8	7.1	2.9	8.0	4.7	—	
NGC643B	7.9	8.4	4.6	4.9	7.6	2.9	3.7	2.4	e	
	Vizinhança		da		Pequena		Nuvem			
ESO28G12	6.5	4.8	2.9	6.3	3.9	e	4.7	3.2	e	
HS75-10	19.8	3.9	14.0	9.0	6.4	2.9	8.7	5.9	2.4	
NGC406	9.8	5.0	2.3	4.1	5.7	e	3.3	1.7	e	
ESO521G1-NED1	18.5	4.9	13.3	9.1	4.8	4.0	9.5	5.1	2.6	
NGC802	0.7	6.0	1.5	2.5	5.0	e	2.3	2.1	e	
NGC813	14.3	3.7	8.7	8.8	5.2	3.5	6.8	3.1	2.8	
IC5339	16.7	2.9	7.9	8.4	3.9	3.8	9.9	6.2	—	
	Corpo		Principal		Grande		Nuvem			
ESO55G33	11.4	5.0	8.1	7.3	5.7	1.3	6.1	3.2	e	
NGC1669	5.6	5.2	2.5	4.7	3.5	2.3	6.0	2.8	e	
NGC1809	5.2	9.3	3.7	3.1	5.8	1.7	3.0	2.8	e	
ESO33G11	17.4	4.2	11.0	9.0	5.0	2.7	7.6	3.1	e	
NEW GALAXY 1	14.9	5.8	10.3	8.5	5.7	3.5	7.8	4.6	2.3	
HS257	20.2	6.4	13.3	9.8	4.6	3.5	10.0	5.5	1.9	
LMC-DEM225	12.1	4.2	6.2	6.8	5.0	4.3	5.7	3.6	—	
IRAS05338-6645	4.9	4.6	3.5	3.6	1.4	e	3.0	2.0	e	
HS356	14.2	5.0	8.9	7.9	4.3	1.9	7.2	3.0	e	
HS394	16.6	3.4	8.1	9.7	5.5	4.1	8.2	3.4	1.3	
LMC-DEM329	8.0	4.4	6.4	5.8	3.0	e	5.5	2.8	e	
	Vizinhança		da		Grande		Nuvem			
HS17	16.2	5.1	12.4	8.5	3.6	2.1	10.0	6.6	—	
HS45	10.7	6.8	5.1	7.3	7.8	2.8	5.3	2.5	e	
ESO33G2	14.0	3.4	9.5	8.0	3.4	e	6.3	3.5	e	
ESO33G3	18.0	7.6	13.14	9.9	4.1	3.6	8.5	3.9	—	
NGC1765	19.2	6.2	14.7	9.7	5.0	3.1	9.8	6.0	1.5	
ESO15G18	16.7	2.1	10.2	8.9	4.8	2.9	7.8	4.6	e	
ESO119G48	15.4	3.3	9.6	8.3	4.3	3.6	7.8	4.3	1.4	
HS449	13.5	4.0	8.4	7.7	6.4	4.0	7.8	3.8	e	
NGC2187A	18.6	4.5	13.6	10.0	5.1	3.7	10.0	5.6	2.3	
HS451	8.9	3.5	6.9	6.4	4.3	2.6	4.3	2.8	e	
SL887	17.2	6.0	13.3	9.1	3.7	4.9	8.1	4.7	—	
ESO58G19	15.7	3.0	11.9	10.3	5.1	3.0	8.4	4.5	1.4	

Nota: e - indica linha de Balmer em emissão.

Tab. 6.3: *Valores de avermelhamento derivados espectroscopicamente e pela emissão da poeira para as galáxias observadas em comparação a Bica (1988) e na Capa Polar Sul.*

Objeto	Espectro referência	Comparação		B88	
		comentários	E(B-V)	E(B-V) _{FIR}	E(B-V) _{FIR}
NGC1381	T23	membro	0.01	0.01	0.01
NGC1399	T1	membro	0.01	0.01	0.01
NGC1411	T23	membro	0.01	0.01	0.01
NGC1404	T1	membro	0.02	0.01	0.01
NGC1427	T23	membro	0.01	0.01	0.01
NGC1600	T1		0.02	0.04	0.04
NGC6758	T1		0.05	0.07	0.07
IC4889	T23		0.05	0.05	0.05
IC1459	T1	membro	0.03	0.02	0.02
		Capa Polar	Sul		
Objeto	Espectro referência	comentários	E(B-V)	E(B-V) _{FIR}	
NGC148	T23	membro	0.02	0.02	
NGC155	T23		0.02	0.03	
NGC163	T1		0.01	0.03	
NGC179	T23	membro	0.02	0.02	
NGC277	T1		0.01	0.04	
IC1633	T23	membro	0.02	0.01	
ESO476G4	T23	membro	0.01	0.01	
ESO352G55	T23		0.05	0.03	
ESO542G15	T23	membro	0.01	0.02	
NGC641	T23	membro	0.02	0.02	
NGC720	T1	membro	0.01	0.02	
NGC7736	T1		0.03	0.03	
NGC7761	T23		0.03	0.03	

significativa entre os avermelhamentos são: HS75-8 (atrás da Pequena Nuvem) e New Galaxy 1, HS356, HS394 e LMC-DEM329 atrás da Grande Nuvem. Em todos esses casos o $E(B-V)_{FIR}$ é maior e a densidade de coluna de HI é importante (Tabela 6.4). Como extrações cobrem tipicamente $4'' \times 8-10''$ no céu (Seção 6.3), e as dimensões do pixel de Schlegel et al. (1998) é de $142'' \times 142''$, é possível explicar esta diferença por uma distribuição de poeira irregular em uma escala menor que a do pixel de Schlegel et al. (1998). Notamos que destas 5 galáxias com diferenças significativas nos avermelhamentos, 3 delas são de população vermelha (Tabela 6.4) e o avermelhamento espectroscópico possui valores bem determinados.

A maior diferença entre avermelhamentos é para New Galaxy 1 (Tabela 6.4). Essa galáxia está projetada no bordo da nebulosa em emissão LMC-DEM76 (Davies et al. 1976). Uma explicação alternativa a diferença de escala é que a poeira esteja aquecida na região a uma temperatura maior que o limite superior de 21°K de Schlegel et al. (1998), similarmente ao efeito que ocorre em maior intensidade na direção do Centro Galáctico (Dutra & Bica 2000, Seção 2).

A galáxia LMC-DEM225 (Figura 6.3) tem um raro tipo de população estelar dominado por população vermelha mas também com significativas linhas de Balmer em absorção no intervalo entre 3700 \AA a 3900 \AA . O espectro de referência mais similar à galáxia em termos de larguras equivalentes é E7 (Tabela 6.2). O aumento das linhas de Balmer na região do violeta deve-se provavelmente a um forte episódio de formação estelar ocorrido entre 100 a 500 milhões de anos, ao invés de 1 bilhão de anos como em E7 (B88). Devido à essa diferença de população estelar, não foi possível determinar o avermelhamento espectroscópico para essa galáxia.

As galáxias projetadas na vizinhança (densidade de coluna de HI $< 50 \times 10^{19}$ átomos cm^{-2}) têm um avermelhamento espectroscópico médio de $E(B-V) = 0.01 \pm 0.02$. Esse valor é comparável ao da calota polar sul (Seção 6.5), mostrando que pelo menos na direção da Pequena Nuvem não há diferença significativa entre a região Polar e $b \approx -45^\circ$. Esse valor é também comparável à média de avermelhamento devido à emissão da poeira para as galáxias na vizinhança da Pequena Nuvem $E(B-V)_{FIR} = 0.03 \pm 0.01$ (Tabela 6.4), e o derivado por Schlegel et al. (1998) na região (Seção 6.1). Considerando as galáxias atrás do corpo principal da Pequena Nuvem, temos um avermelhamento espectroscópico médio de $E(B-V) = 0.05 \pm 0.05$ e o da emissão da poeira de $E(B-V)_{FIR} = 0.07 \pm 0.04$. Subtraindo os avermelhamentos médios entre a vizinhança e o corpo principal da Pequena Nuvem obtemos um avermelhamento interno médio para Pequena Nuvem de $\Delta E(B-V)_i = 0.04$. Isto é consistente, pois importantes diferenças em densidade de coluna de HI ocorrem entre essas regiões (Tabela 6.4).

Na vizinhança da Grande Nuvem (densidade de coluna de HI $< 50 \times 10^{19}$ átomos cm^{-2}) o avermelhamento espectroscópico médio é de $E(B-V) = 0.06 \pm 0.03$, o qual é similar à média do derivado da emissão da poeira $E(B-V)_{FIR} = 0.08 \pm 0.04$ (Tabela 6.4), e ao derivado por Schlegel et al. (1998) na região (Seção 6.1). Portanto, na direção da Grande Nuvem em $b \approx -33^\circ$ o avermelhamento galáctico já é significativamente maior do que na calota polar sul. Para o corpo principal da Grande Nuvem, o avermelhamento espectroscópico médio é de $E(B-V) = 0.12 \pm 0.10$. Considerando apenas galáxias de população vermelha que fornecem valores de avermelhamento mais confiáveis, temos $E(B-V) = 0.15 \pm 0.11$, o que sugere uma dispersão intrínseca entre as linhas de visada. O avermelhamento interno na Grande Nuvem,

Tab. 6.4: Valores de avermelhamento espectroscópico e derivado da emissão da poeira para galáxias projetadas na direção das Nuvens de Magalhães.

Objeto	Espectro referência	Pequena	Nuvem	coluna de HI
		E(B-V) Corpo	$E(B-V)_{FIR}$ Principal	
HS75-8	T1	0.03	0.15	675
AM0054-744 _{sw}	T23	0.00	0.05	136
SMC-DEM92	T23	0.00	0.05	130
HS75-20	S6/S7B	0.10	0.05	210
HS75-22	T23	0.04	0.04	140
HS75-23	T23	0.00	0.04	123
HS75-25	T23	0.10	0.10	484
NGC643B	S6	0.12	0.05	82
Vizinhança				
ESO28G12	S6	0.00	0.04	37
HS75-10	T1	0.01	0.02	27
NGC406	S6/S7A	0.00	0.02	18
ESO52IG1-NED1	T23	0.04	0.03	20
NGC802	S7	0.00	0.02	28
IC5339	T23	0.01	0.04	–
Grande				
Objeto	Espectro referência	E(B-V)	Nuvem	coluna de HI
		Corpo	$E(B-V)_{FIR}$ Principal	
ESO55G33	S5	0.10	0.15	50
NGC1669	S6	0.10	0.05	75
NGC1809	S7	0.23	0.24	75
ESO33G11	T23	0.09	0.13	55
NEW GALAXY 1	T23	0.04	0.68	136
HS257	T23	0.15	0.24	141
LMC-DEM225	E7	0.10	0.36	87
IRAS05538-6645	S7	0.20	0.13	87
HS356	S4	0.00	0.13	158
HS394	T23	0.32	0.50	446
LMC-DEM329	S56	0.02	0.22	186
Vizinhança				
HS17	T23	0.06	0.06	40
HS45	S5	0.02	0.12	44
ESO33G2	S4	0.08	0.13	–
ESO33G3	T1	0.09	0.11	–
NGC1765	T1	0.03	0.03	7
ESO15G18	T23	0.10	0.10	–
ESO119G48	T23	0.01	0.02	–
HS449	T23	0.01	0.06	25
NGC2187A	T1	0.07	0.10	27
HS451	S6	0.05	0.07	5
SL887	T23	0.07	0.08	–
ESO58G19	T23	0.10	0.11	–

derivado da diferença entre avermelhamento médio na vizinhança e no corpo principal da Grande Nuvem é $\Delta E(B-V)_i = 0.06$.

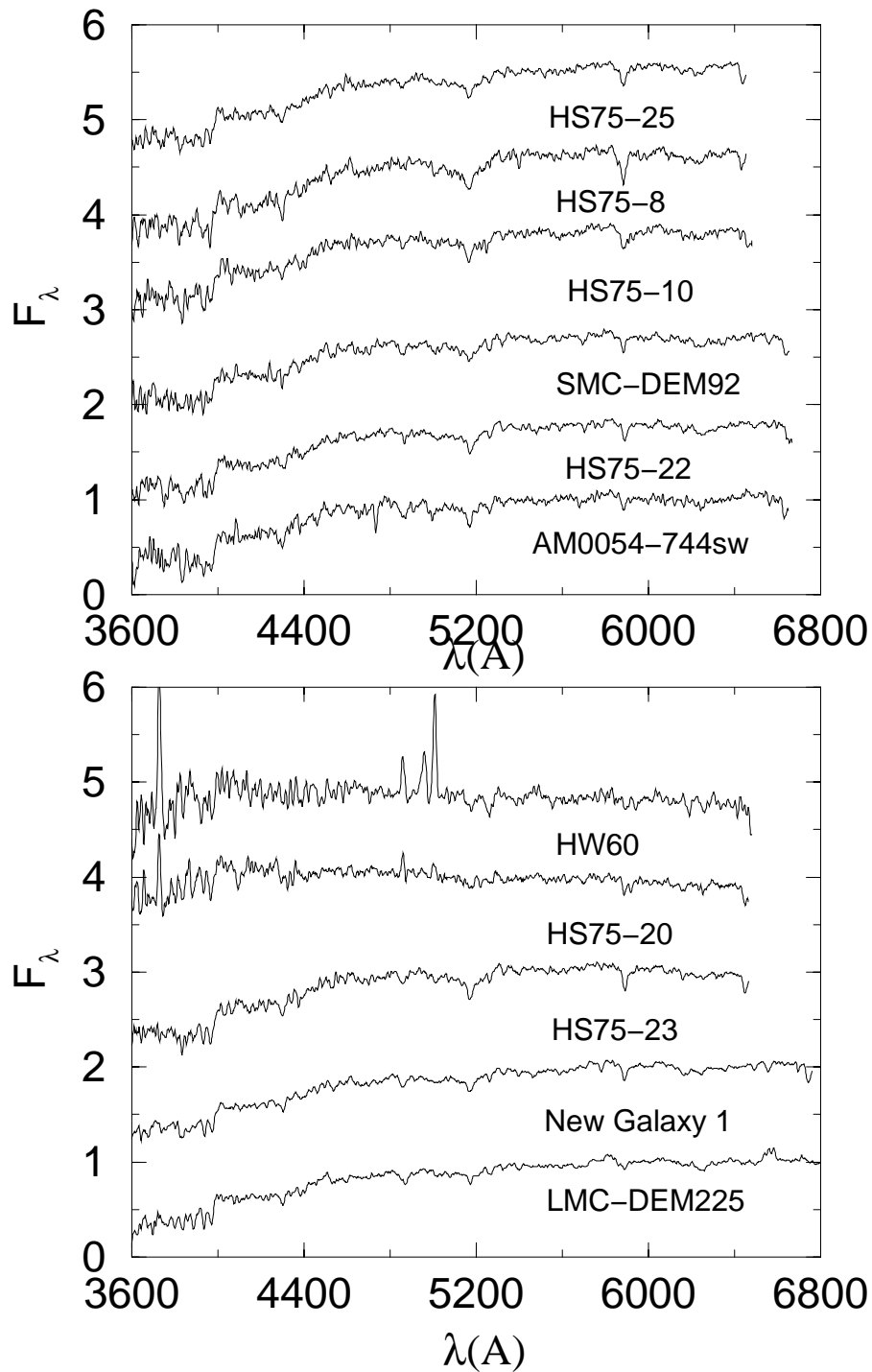


Fig. 6.3: Espectros dos objetos de natureza incerta que foram confirmados como galáxias projetadas na direção das Nuvens de Magalhães

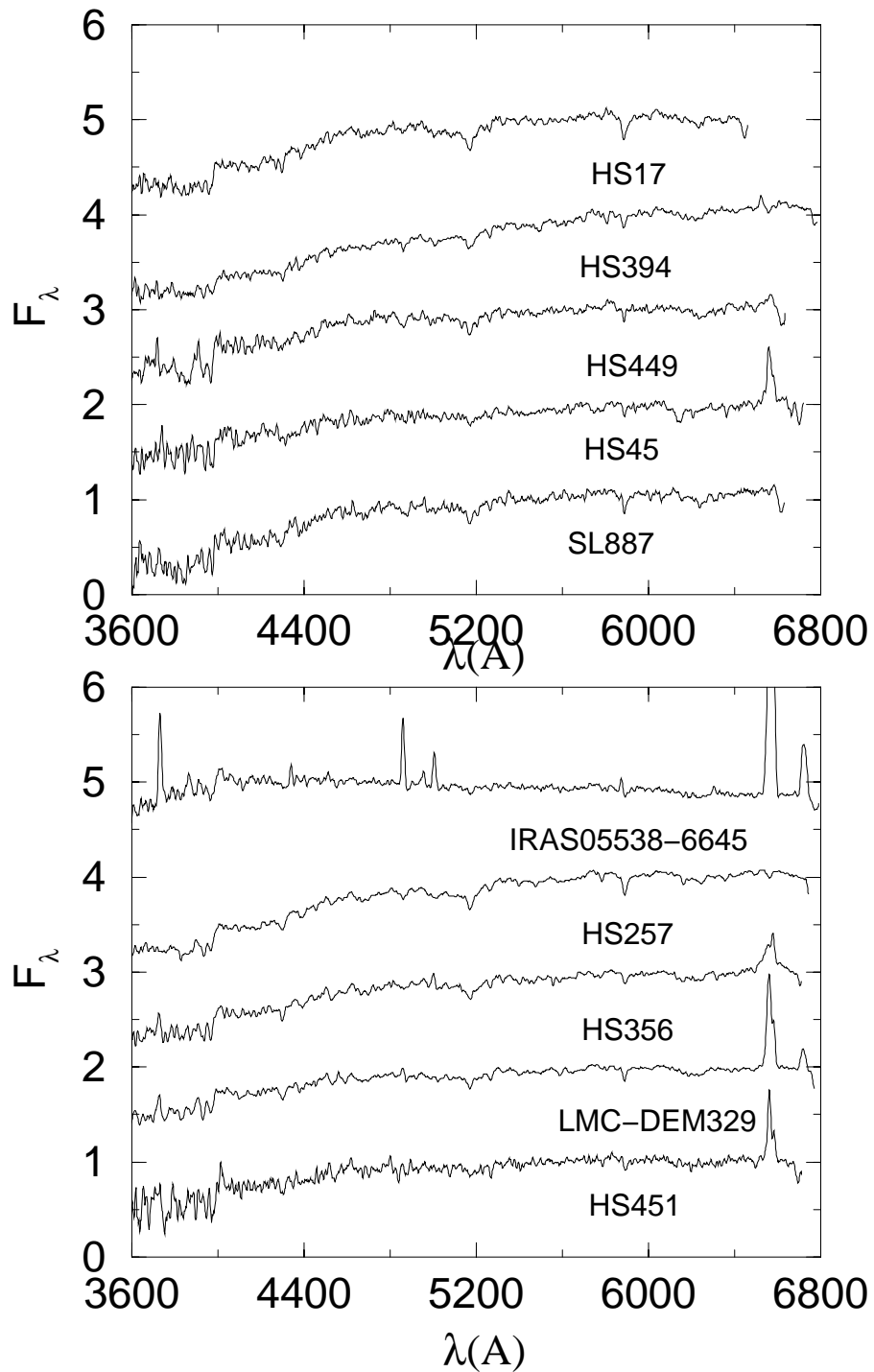


Fig. 6.4: Espectros dos objetos de natureza incerta que foram confirmados como galáxias projetadas na direção das Nuvens de Magalhães

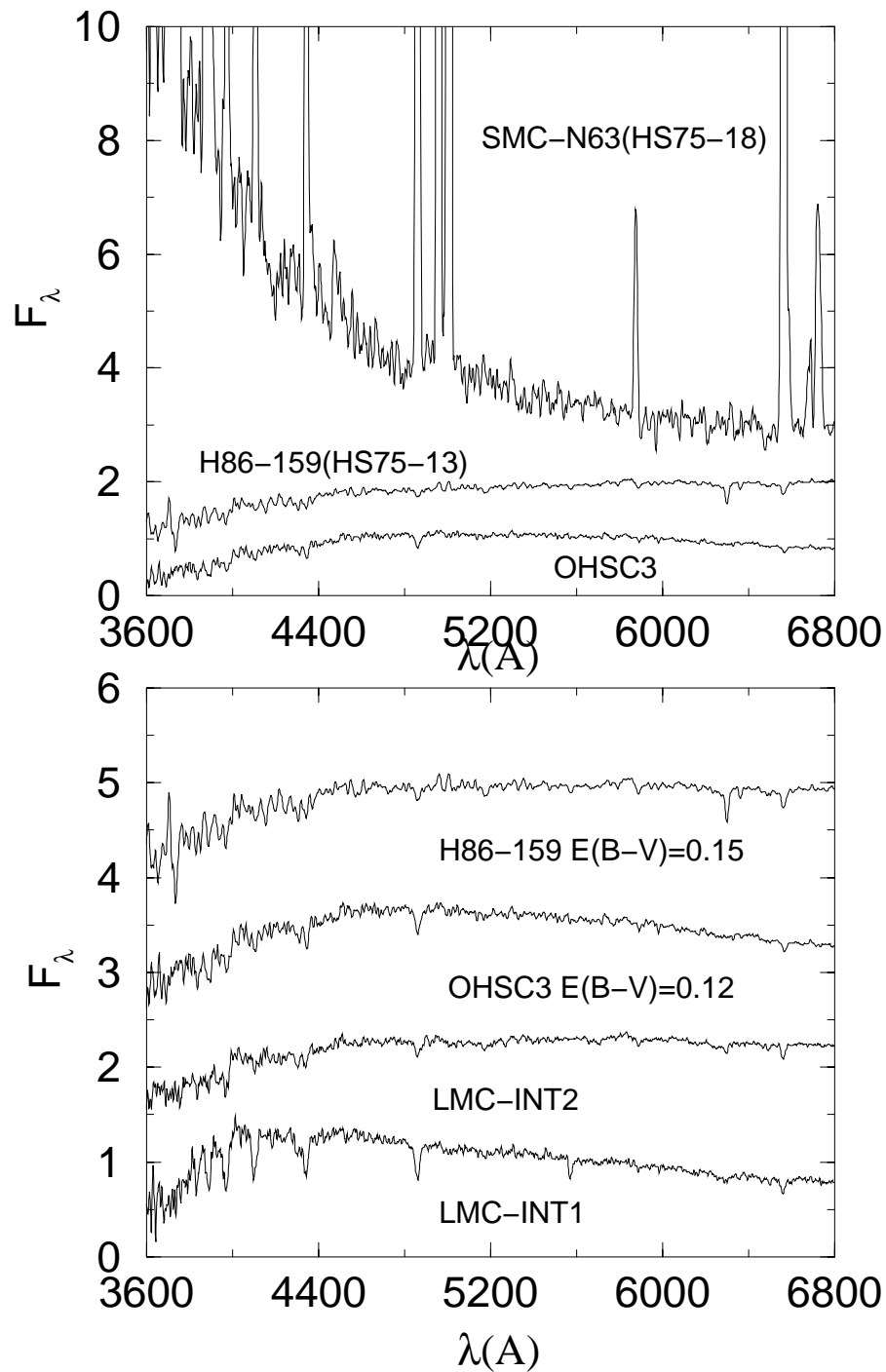


Fig. 6.5: *Painel superior: Objetos de natureza incerta que foram confirmados como objetos extensos na Pequena Nuvem (HS75-18 uma região HII e um aglomerado de estrelas HS75-13), e na Grande Nuvem (o aglomerado de estrelas OHSC3). Painel inferior: comparação dos espectros dos aglomerados com espectros de referência de aglomerados da Grande Nuvem para estimativas de idade e avermelhamento.*

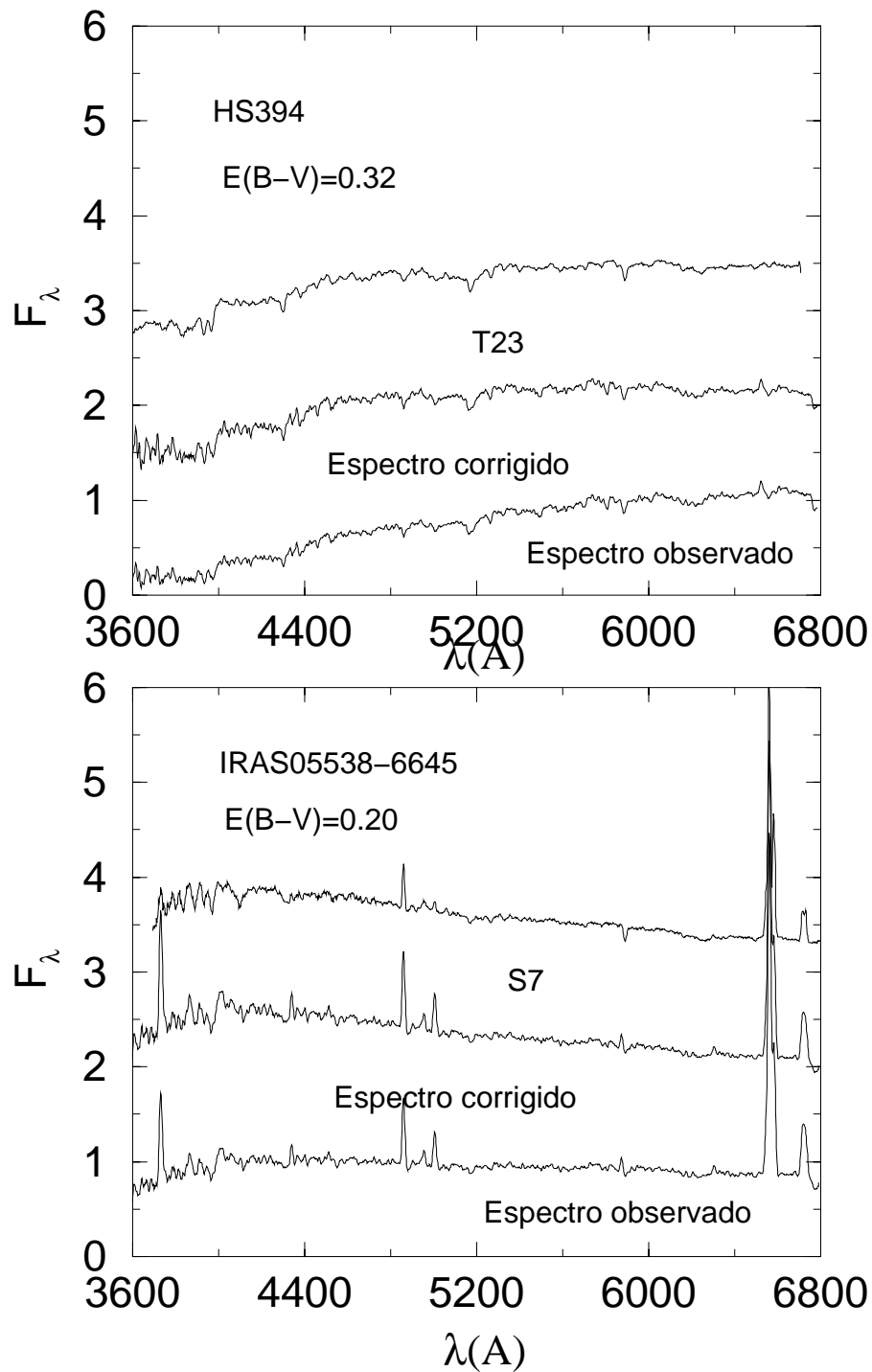


Fig. 6.6: Exemplos de determinação de avermelhamento para galáxias com núcleo de população vermelha (painel superior) e azul (Painel inferior).

Capítulo 7

Conclusão

7.1 Conclusões

Schlegel et al. (1998) construíram mapas de avermelhamento ($E(B-V)_{FIR}$) derivados da emissão $100 \mu\text{m}$ da poeira, utilizando os dados dos satélites IRAS e COBE. No presente trabalho analisamos angularmente e em profundidade a consistência dos valores obtidos a partir desses mapas na direção de aglomerados, nebulosas escuras e de regiões de baixa extinção da Galáxia. Utilizamos o recente atlas infravermelho do 2MASS para procurar por aglomerados jovens compactos obscurecidos projetados próximos à direção do Centro Galáctico. Também estudamos os valores de avermelhamento derivados da emissão da poeira na direção das Nuvens de Magalhães, utilizando como ferramenta de comparação espectros óticos de galáxias de fundo. Abaixo apresentamos as conclusões obtidas com esses estudos.

Estudando a distribuição de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ ao longo do Plano Galáctico verificamos que existe uma correlação entre este e as principais estruturas detectadas em CO da Galáxia (por exemplo regiões de braços tangenciais, os braços Local e de Perseus, zona central molecular), no sentido de que o acúmulo de poeira na linha de visada devido à superposição de estruturas como estas se reflete em variações do avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$. A comparação de valores de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ com os obtidos da fotometria JHK em aglomerados infravermelhos imersos em nebulosas escuras próximas mostrou que dentro das incertezas eles são consistentes. Porém, algumas diferenças significativas podem se dever ao aquecimento da poeira por estrelas quentes acima do limite superior de 21 K dos mapas de temperatura de Schlegel et al. (1998). A poeira aquecida gera uma emissão em $100\mu\text{m}$ muito maior do que a mesma quantidade de poeira em mais baixa temperatura, por isso, para regiões com $T > 21 \text{ K}$, a quantidade de poeira e como consequência o avermelhamento, pode ser superestimada. O efeito de temperatura torna-se mais evidente quando encontramos valores de avermelhamento $E(B-V)_{FIR}$ cerca de 10 vezes maior que os medidos do conteúdo estelar para os aglomerados jovens compactos Arches e Quintuplet localizados próximos ao Centro Galáctico. Estimando que o acúmulo de poeira em toda a linha de visada não ultrapasse um avermelhamento equivalente $E(B-V)_{FIR} = 25$, encontramos que o valor superestimado por Schlegel et al. (1998) no avermelhamento poderia ser atribuído à poeira com temperatura $T = 26 \text{ K}$. A comparação entre os valores de avermelhamento derivados da emissão da poeira na direção de aglomerados abertos velhos e globulares, com os derivados do conteúdo estelar desses aglomerados, mostrou uma boa concordância para 75% da amostra de 253 objetos. Diferenças entre os dois avermelhamentos ocorreram principalmente em baixas latitudes galácticas devido ao aumento na contribuição das densidades de coluna de

poeira atrás dos aglomerados. Devido à distribuição da diferença entre os dois avermelhamentos ao longo da distância perpendicular ao Plano Galáctico Z ser bastante significativa pelo menos até 300 pc, definimos este valor como um nova estimativa para a altura da camada da poeira da Galáxia, a qual é compatível com valores encontrados em galáxias espirais de perfil por Howk & Savage (1999). Considerando uma altura para camada de poeira de 300 pc, a existência de nuvens de poeira de alta latitude galáctica e a possibilidade de valores de $E(B-V)_{FIR}$ estarem em alguns casos superestimados por efeitos de temperatura, podemos explicar basicamente todas as diferenças encontradas entre os dois avermelhamentos nas linhas de visada estudadas.

Construímos um catálogo de nebulosas escuras com 4956 objetos resultantes do cruzamento das informações contidas na literatura e da descoberta de 15 novas nebulosas escuras em mapas de excesso infravermelho, ou imagens digitalizadas de placas Schmidt (DSS e XDSS). Analisamos o contraste em mapas de avermelhamento das nebulosas do catálogo, e obtivemos que nebulosas que se localizam a baixas latitudes ($|b| < 25^\circ$) possuem pouco contraste em relação ao fundo devido à contribuição da poeira que está atrás. À medida que nos afastamos do Plano Galáctico, existe um maior contraste e as nebulosas podem ser facilmente distinguidas nos mapas de avermelhamento de Schlegel et al. (1998). Em geral, nebulosas de alta latitude ($|b| > 25^\circ$) descobertas em mapas de CO (Magnani et al. 2000) e excesso infravermelho em relação ao HI (Desért et al. 1994 e Reach et al. 1998), são detectadas nos mapas derivados da emissão $100\mu\text{m}$.

Usando o catálogo fotométrico de estrelas em JHK_s do 2MASS, obtivemos mapas de extinção K_s na direção de duas regiões de baixa extinção na direção do Bojo Galáctico: W0.2-2.1, identificada por Stanek (1998), localizada em $\ell = 0.25^\circ$ e $b = -2.15^\circ$, e uma nova região aqui apresentada W359.4-3.1, em $\ell = 359.4^\circ$ e $b = -3.1^\circ$. A extinção do conteúdo estelar foi derivada através do ajuste do ramo superior de gigantes, tomando como referência o ramo superior de gigantes da Janela de Baade. O método de extinção e a fotometria do 2MASS foram testados comparando com campos nas regiões de baixa-extinção de SgrI e o campo de NGC6522 (Janela de Baade). Os mapas de extinção apresentaram valores médios de $\langle A_K \rangle = 0.29 \pm 0.05$ e $\langle A_K \rangle = 0.28 \pm 0.04$ para W0.2-2.1 e W359.4-3.1, respectivamente. As regiões de baixa-extinção estão definidas no mapa de extinção dentro de um contorno com $A_K = 0.25$. Criamos mapas de extinção em K a partir do avermelhamento derivado da emissão da poeira para as duas janelas, e encontramos uma semelhança na distribuição da extinção nesses mapas e nos derivados do conteúdo estelar do Bojo, através da fotometria JHK_s do 2MASS. Essa semelhança indica que as nuvens de poeira na direção das janelas que se encontram em sua maioria entre nós e as estrelas do Bojo até $d_\odot \approx 6.5$ Kpc, são as responsáveis pela maior parte da emissão em $100\mu\text{m}$. Encontramos uma discrepância entre os valores médios de extinção derivados nos mapas de extinção do conteúdo estelar e da emissão em $100\mu\text{m}$, sendo esta última um fator 1.44 maior. Tal discrepância pode ser explicada pelo efeito de temperatura e/ou problemas na calibração da densidade de coluna de poeira em valores de avermelhamento.

Utilizamos o banco de imagens JHK_s do 2MASS para buscar aglomerados infravermelhos compactos jovens (como os aglomerados Arches e Quintuplet) até à distância projetada de 600 pc do Centro Galáctico associados ou não a regiões HII e nebulosas escuras da região. Como resultado obtivemos uma lista de 58 candidatos a aglomerados infravermelhos. Simulações N-corpos realizadas por Portegies Zwart et al. (2001), considerando a evolução e

observabilidade dos aglomerados jovens compactos, estimam que a população desses objetos a 200 pc do Centro Galáctico seria de no mínimo 10, podendo exceder a 50. Portanto os objetos da presente lista, se confirmados, poderão corroborar predições teóricas quanto à estatística desses objetos, e dar vínculos aos modelos de formação e evolução estelar nas partes centrais da Galáxia.

Analisamos a distribuição de avermelhamento nas direções das Nuvens de Magalhães através de uma amostra espectroscópica de galáxias e objetos de natureza incerta projetados naquelas direções. Um total de 43 objetos nas direções das Nuvens e 13 galáxias elípticas de alta latitude galáctica, foram observados com o telescópio de 2.15m do CASLEO, sendo os espectros obtidos no domínio espectral de 3600 Å a 6800 Å com resolução espectral de 14 Å. Determinamos a natureza de 20 objetos projetados na direção das Nuvens por sua velocidade radial como galáxias de fundo ou aglomerados de estrelas e regiões H II pertencentes às Nuvens. Inferimos a distribuição de avermelhamento nas Nuvens usando uma amostra de 18 galáxias atrás do corpo principal das Nuvens e 18 galáxias nas suas vizinhanças. Estimamos o avermelhamento para as galáxias comparando a distribuição de contínuo nos seus espectros com as de espectros médios corrigidos de avermelhamento e de semelhante população estelar. Considerando as linhas de visada para as quais derivamos o avermelhamento no corpo das Nuvens e nas suas vizinhanças, deduzimos um avermelhamento interno médio de $\Delta E(B-V)_i = 0.04$ e 0.06 para Pequena Nuvem e Grande Nuvem respectivamente. Sendo assim, ambas Nuvens mostram-se relativamente transparentes. Detectamos uma diferença significativa na extinção da Galáxia entre as direções da Pequena e da Grande Nuvem, também encontrada por Schlegel et al. (1998). Determinamos nas linhas de visada das galáxias de fundo das Nuvens o avermelhamento derivado da emissão da poeira e o comparamos com o valor espectroscópico. Há uma boa concordância entre os dois avermelhamentos para 86 % da amostra. Diferenças significativas encontradas foram explicadas como devidas à escala de distribuição de poeira ser menor que a resolução dos mapas de avermelhamento de Schlegel et al. (1998), e/ou que a poeira poderia encontrar-se aquecida acima de 21 K, que é o limite superior para correção de efeitos de temperatura na emissão em $100\mu\text{m}$ dos mapas de temperatura de Schlegel et al. (1998).

O presente estudo trouxe, através de diferentes métodos, uma melhor compreensão dos efeitos da distribuição angular e em profundidade da poeira em altas e baixas latitudes galácticas, com aplicações desde objetos extragalácticos até à estrutura da própria Galáxia.

7.2 Perspectivas

Os mapas de avermelhamento derivados da emissão $100\mu\text{m}$ da poeira constituem um grande avanço, e são de suma importância para futuros trabalhos observacionais que necessitem correção por avermelhamento. Portanto, é necessário conhecer melhor a precisão destes mapas ao longo de toda a Galáxia, especialmente em baixas latitudes e na direção das Nuvens de Magalhães.

Futuramente pretendo estudar e modelar em detalhe a distribuição de extinção nos 5° centrais da Galáxia, explorando outras regiões de baixa extinção do Bojo com o 2MASS e mapas de $100\mu\text{m}$.

Outro estudo possível é introduzir a distribuição de poeira em modelos de contagens de

estrelas na Galáxia.

Nas direções das Nuvens de Magalhães, pretendo utilizar os dados fotométricos do OGLE na região para mapear o avermelhamento, estudando-o também na direção de aglomerados pertencentes às Nuvens. Comparar estes mapas de avermelhamento, bem como a distribuição de objetos extensos das Nuvens (em particular regiões HII e complexos moleculares), com os mapas de avermelhamento derivados da emissão $100\mu\text{m}$.

Outro trabalho será estudar espectroscopicamente galáxias de fundo, em médias e baixas latitudes galácticas, visando uma melhor calibração dos mapas de Schlegel et al. (1998).

Além disso, a observação com grandes telescópios dos candidatos infravermelhos a aglomerados será de grande valia.

Apêndice A

Publicações

Listamos a seguir as publicações realizadas durante o período de doutoramento. Aquelas em negrito estão em anexo no presente trabalho.

1. “A Revised and Extended catalog of Magellanic System clusters, associations and emission nebulae. II. The Large Magellanic Cloud”, E. Bica, H.R. Schmitt, C.M. Dutra, H. Luz Oliveira, *AJ*, 117, 238, 1999.
2. “Spectroscopic analysis of the candidate globular clusters NGC 1928 and NGC 1939 in the Large Magellanic Cloud”, C.M. Dutra, E. Bica, J.J. Clariá, A.E. Piatti, *MNRAS*, 305,373, 1999.
3. “Updating the census of star clusters in the Small Magellani Cloud”, E. Bica, C.M. Dutra, *AJ*, 119, 1214, 2000.
4. **“Foreground and Background dust in star cluster directions”, C.M. Dutra, E. Bica, *A&A*, 359, 347, 2000.**
5. **“New star clusters projected close to the Galactic Centre”, C.M. Dutra, E. Bica, *A&A*, 359, L9, 2000.**
6. “Morphologies and ages of star cluster pairs and multiplets in the Small Magellanic Cloud”, M.R. de Oliveira, C.M. Dutra, E. Bica, H. Dottori, *A&AS*, 146, 57, 2000.
7. “Dissolving star cluster candidates”, E. Bica, B.X. Santiago, C.M. Dutra, H. Dottori, M.R. de Oliveira, D.B. Pavani, *A&A*, 366, 827, 2001.
8. **“Background galaxies as reddening probes throughout the Magellanic Clouds”, C.M. Dutra, E. Bica, J.J. Clariá, A.E. Piatti, A.V. Ahumada, *A&A*, 371, 895, 2001.**
9. “Open clusters or their remnants: B and V photometry of NGC 1901 and NGC 1252”, D.B. Pavani, E. Bica, C.M. Dutra, H. Dottori, B.X. Santiago, G. Carranza, R. Dias, *A&A*, 374, 554, 2001.
10. **“Low-extinction windows in the inner Galactic Bulge”, C.M. Dutra, B.X. Santiago, E. Bica, *A&A*, 381, 219, 2002.**
11. “A catalogue of dust clouds in the Galaxy”, C.M. Dutra, E. Bica, *A&A*, 383, 631, 2002.

Referências

- [1] AHUMADA, A. V. et al. Integrated spectral properties of 7 galactic open clusters. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 141, n. 1, p. 79-88, Jan. 2000.
- [2] ALCOCK, C. et al. The zero point of extinction toward Baade's Window from RR Lyrae stars. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 494, n. 1, p. 396-398, Feb. 1998.
- [3] ARCE, H. G.; GOODMAN, A. A. Measuring galactic extinction: a test. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 512, n. 2, p. L135-L138, Feb. 1999.
- [4] ARP, H. C.; MADORE, B. F. **A catalogue of southern peculiar galaxies and associations**. Cambridge: Cambridge University Press, 1987.
- [5] BAADE, W. **Evolution of stars and galaxies**. Boston: Harvard University Press, 1963.
- [6] BALDWIN, J. A.; STONE, R. P. S. Southern spectrophotometric standards for large telescopes. II. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 206, n. 1, p. 241-245, Jan. 1984.
- [7] BANIA, T. M. Carbon monoxide in the inner galaxy: the 3 kiloparsec arm and other expanding features. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 242, n. 1, p. 95-111, Nov. 1980.
- [8] BARBUY, B.; BICA, E.; ORTOLANI, S. Globular clusters within 5(deg) of the galactic center. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 333, n. 1, p. 117-124, May 1998a.
- [9] BARBUY, B.; ORTOLANI, S.; BICA, E. Terzan 3 and IC 1276 (Palomar 7): two metal-rich bulge globular clusters uncovered **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 132, n. 3, p. 333-340, Nov. 1998b.
- [10] BARBUY, B. et al. The metal-rich bulge globular cluster NGC 6401. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 348, n. 3, p. 783-788, Aug. 1999.
- [11] BARNARD, E. E. On the dark markings of the sky with a catalogue of 182 such objects. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 49, n. 1, p. 1-23, May 1919.
- [12] BARNARD, E. E. **Atlas of selected regions of the milky way**. Washington: Carnegie Institute, 1927.
- [13] BERNES, C. A catalogue of bright nebulosities in opaque dust clouds. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 29, n. 1, p. 65-70, July 1977.
- [14] 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.
- [15] 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.

- [16] 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.
- [17] BICA, E.; ORTOLANI, S.; BARBUY B. NTT V, I colour-magnitude diagrams of the bulge globular cluster Tonantzintla 2. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 120, n. 1, p. 153-156, Nov.1996.
- [18] BICA, E. et al. Integrated spectral study of reddened globular clusters and candidates. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 131, n. 3, p. 483-497, Sept. 1998.
- [19] BICA, E.; ORTOLANI, S.; BARBUY B. The nature of the star clusters ESO93-SC08 and ESO452-SC11. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 136, n. 2, p. 363-372, Apr. 1999.
- [20] BICA, E. et al. A revised and extended catalog of Magellanic system: clusters, associations, and emission nebulae. II. The Large Magellanic Cloud. **Astron. J.**, Chicago, v. 117, n. 1, p. 238-346, Jan. 1999.
- [21] BICA, E.; DUTRA, C. M. Updating the census of star clusters in the Small Magellanic Cloud. **Astron. J.**, Chicago, v. 119, n. 3, p. 1214-1224, Mar. 2000.
- [22] BICA, E. ALLOIN, D.; SCHMITT, H. R. Integrated spectral properties of star clusters in the near-ultraviolet. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 283, n. 3, p. 805-812, Mar. 1994.
- [23] BLITZ, L.; THADDEUS, P. Giant molecular complexes and OB associations. I. The Rosette molecular complex. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 241, n. 2, p. 676-696, Oct. 1980.
- [24] BLITZ, L.; FICH, M.; STARK, A. A. Catalog of CO radial velocities toward galactic HII regions. **Astrophys. J. Suppl. Ser.**, Chicago, v. 49, n. 1, p. 183-206, June 1982.
- [25] BOURKE, T. L.; HYLAND, A. R.; ROBINSON, G. Studies of star formation in isolated small dark clouds. I. A catalogue of southern Bok globules: optical and IRAS properties. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 276, n. 4, p. 1052-1066, Oct. 1995.
- [26] 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.
- [27] 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.
- [28] 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.

- [29] 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.
- [30] CAMBRÉSY, L. Mapping of the extinction in giant molecular clouds using optical star counts. **Astrophys J.**, Chicago, v. 345, n. 2, p. 965-976, May 1999.
- [31] CARDELLI, J. A.; CLAYTON, G. C.; MATHIS, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 345, n. 1, p. 245-256, Oct. 1989.
- [32] CARPENTER, J. M. et al. Properties of the Monoceros R2 stellar cluster. **Astron. J.**, Woodbury, v. 114, n. 1, p. 198-221, July 1997.
- [33] CARRARO, G.; NG, Y. K.; PORTINARI, L. On the galactic disc age-metallicity relation. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 296, n. 4, p. 1045-1056, June 1998.
- [34] CARRARO, G. et al. Near IR photometry of the old open clusters Berkeley 17 and Berkeley 18: probing the age of the Galactic Disc. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 343, n. 3, p. 825-833, Sept. 1999.
- [35] CATCHPOLE, R. M.; WHITELOCK, P. A.; GLASS, I. S. The distribution of stars within two degrees of the Galactic Centre. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 247, n. 3, p. 479-490, Dec. 1990.
- [36] CHINI, R. et al. Dust filaments and star formation in OMC-2 and OMC-3. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 474, n. 2, p. L135-L138, Jan. 1997.
- [37] CLEMENS, D. P.; BARVAINIS, R. A catalog of small, optically selected molecular clouds: optical, infrared, and millimeter properties. **Astrophys. J. Suppl. Ser.**, Chicago, v. 68, n. 2, p. 257-286, Oct. 1988.
- [38] COHEN, M. The displacement of the sun from the galactic plane using IRAS and FAUST source counts. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 444, n. 2, p. 874-878, May 1995.
- [39] COHEN, R. S. et al. Molecular clouds and galactic spiral structure. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 239, n. 1, p. 53-56, July 1980.
- [40] COMERÓN, F. et al. The stellar population in the Rho Ophiuchi cluster. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 416, n. 1, p. 185-203, Oct. 1993.
- [41] COMERÓN, F.; RIEKE, G. H.; RIEKE, M. J. Properties of low-mass objects in NGC2024. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 473, n. 2, p. 294-303, Dec. 1996.
- [42] CONTI, P. S.; VACCA, W. D. The distribution of massive stars in the Galaxy. I. The Wolf-Rayet stars. **Astron. J.**, Woodbury, v. 100, n. 2, p. 431-444, Aug. 1990.
- [43] CRAMPTON, D. et al. Probes for nearby galaxies. **Astron. J.**, Woodbury, v.114, n.6, p.2353-2365, Dec. 1997.

- [44] DAME, T. M.; THADDEUS, P. A wide-latitude CO survey of molecular clouds in the northern Milky Way. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 297, n. 2, p. 751-765, Oct. 1985.
- [45] DAME, T. M. et al. A composite CO survey of the entire Milky Way. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 322, n. 2, p. 706-720, Nov. 1987.
- [46] DAME, T. M.; HARTMANN, D.; THADDEUS, P. The Milky Way in molecular clouds: a new complete CO survey. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 547, n. 2, p. 792-813, Feb. 2001.
- [47] DA COSTA, G. S. ; ARMANDROFF, T. E. Abundances and kinematics of the globular cluster systems of the Galaxy and of the Sagittarius dwarf. **Astron. J.**, Woodbury, v. 109, n. 6, p. 2533-2552, June 1995.
- [48] DÉSSERT, F. X.; BAZELL, D.; BOULANGER, F. An all-sky search for molecular cirrus clouds. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 334, n. 2, p. 845-840, Nov. 1988.
- [49] DE VAUCOULEURS, G.; DE VAUCOULEURS, A., CORWIN, H. G. **Second reference catalogue of bright galaxies**. Austin: University of Texas Press, 1976.
- [50] DE VAUCOULEURS, G.; DE VAUCOULEURS, A., CORWIN, H. G. **Third reference catalogue of bright galaxies**. New York: Springer-Verlag, 1991.
- [51] DE VRIES, H. W.; HEITHAUSEN, A.; THADDEUS, P. Molecular and atomic clouds associated with infrared cirrus in Ursa Major **Astrophys. J.**, Chicago, v. 319, n. 3, p. 723-729, Aug. 1987.
- [52] DE ZEEUW, P. T. et al. A HIPPARCOS census of the nearby OB associations. **Astron. J.**, New York, v. 117, n. 2, p. 354-359, Jan. 1999.
- [53] DICKMAN, R. L. Star counts and visual extinction in dark nebulae. **Astron. J.**, New York, v. 83, n. 2, p. 363-372, Apr. 1978.
- [54] DIGEL, S.; BALLY, J.; THADDEUS, P. Giant molecular clouds in the outer arm of the Galaxy. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 357, n. 1, p. 29-33, July 1990.
- [55] DULEY, W. W. **Dust in the universe**. Cambridge: Cambridge University Press, 1988.
- [56] DUTRA, C. M. **Distribuição da extinção na Pequena Nuvem de Magalhães**. 1997. 121f. Dissertação (Mestrado em Física). Instituto de Física, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Porto Alegre, 1997.
- [57] DUTRA, C. M.; BICA, E. Foreground and background dust in star cluster directions. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 369, n. 1, p. 347-363, July 2000.
- [58] DUTRA, C. M. et al. Spectroscopic analysis of the candidate globular clusters NGC1928 and NGC1939 in the Large Magellanic Cloud. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 305, n. 3, p. 373-379, May 1999.

- [59] 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.
- [60] FEITZINGER, J. V.; STÜWE, J. A. Catalogue of dark nebulae and globules for galactic longitudes 240 to 360 degrees. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Les Ulis, v. 58, n. 2, p. 365-369, Nov. 1984.
- [61] FERRARI, F. et al. A survey of the ISM in early type galaxies. II. The dust. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Les Ulis, v. 136, n. 2, p. 269-284, Apr. 1999.
- [62] FITZPATRICK, E. L. Correcting for the effects of interstellar extinction. **Publ. Astron. Soc. Pac.**, San Francisco, v. 111, n. 1, p. 63-75, Jan. 1999.
- [63] FORTE, J. C.; MENDEZ, M. Dust within globular clusters. **Astron. J.**, Woodbury, v. 95, n. 2, p. 500-509, Feb. 1988.
- [64] FROGEL, J. A.; TIEDE, G. P.; KUCHINSKI, L. E. The metallicity and reddening of stars in the inner galactic bulge. **Astron. J.**, Chicago, v. 117, n. 5, p. 2296-2307, May 1999.
- [65] GEISLER, D. et al. A search for old star clusters in the Large Magellanic Cloud. **Astron. J.**, Woodbury, v. 114, n. 5, p. 1920-1932, Nov. 1997.
- [66] GEORGELIN, Y. P.; GEORGELIN, Y. M. Prolongation Du bras Sgr-Car GRACE a 3 regiones HII lointaines. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 7, n. 1, p. 133-140, July 1970a.
- [67] GEORGELIN, Y. P.; GEORGELIN, Y. M. Vitesses radiales et distances des regions H II galactiques. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 6, n. 3, p. 349-363, July 1970b.
- [68] GLADDERS, M. D. et al. The distance to the Draco intermediate - velocity cloud. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 507, n. 1, p. 161-164, Nov. 1998.
- [69] GLASS, I. S.; MONETI, A.; MOORWOOD, A. F. M. Infrared images and photometry of the cluster near G0.15-0.05. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 242, n. 3, p. 55p-58p, Feb. 1990.
- [70] GLASS, I. S. et al. Long period variables in the SGRI field of the Galactic Bulge. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 273, n. 2, p. 383-400, Mar. 1995.
- [71] GOERIGK, W. et al. A high-latitude HI-cloud with optical emission. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 120, n. 1, p. 63-73, Apr. 1983.
- [72] GOMEZ, M.; LADA, C. J. From Head to Sword: the clustering properties of stars in Orion. **Astron. J.**, Woodbury, v. 115, n. 4, p. 1524-1535, Apr. 1998.
- [73] 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.

- [74] GOULD, A.; POPOWSKI, P.; TERNDRUP, D. M. The zero point of extinction toward Baade's window from K giants. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 492, n. 2, p. 778-781, Jan. 1998.
- [75] GRABELSKY, D. A. et al. Molecular clouds in the Carina arm: the largest objects, associated regions of star formation, and the Carina arm in the Galaxy. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 331, n. 1, p. 181-196, Aug. 1988.
- [76] 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.
- [77] 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.
- [78] HABERL, F.; PIETSCH, W. A ROSAT PSPC catalogue of X-ray sources in the LMC region. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 139, n. 2, p. 277-295, Oct. 1999.
- [79] HABERL, F. et al. A ROSAT PSPC catalogue of X-ray sources in the SMC region. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 142, n. 1, p. 41-57, Feb. 2000.
- [80] HAMMERSLEY, P. L. et al. The tilted old Galactic disc and the position of the Sun. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 273, n. 1, p. 206-214, Mar. 1995.
- [81] HARRIS, W. E. A catalog of parameters for globular clusters in the Milky Way. **Astron. J.**, Woodbury, v. 112, n. 4, p. 1487-1499, Oct. 1996.
- [82] HARTLEY, M. et al. A catalogue of southern dark clouds. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Les Ulis, v. 63, n. 1, p. 27-48, Jan. 1986.
- [83] HARTMANN, D.; BURTON, W. B. **Atlas of galactic neutral hydrogen**. Cambridge: Cambridge University Press, 1997.
- [84] HARTMANN, D.; MAGNANI, L.; THADDEUS, P. A survey of high-latitude molecular gas in the northern galactic hemisphere. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 492, n. 1, p. 205-212, Jan. 1998.
- [85] HEILES, C. E. Normal OH emission and interstellar dust clouds. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 151, n. 3, p. 919-934, Mar. 1968.
- [86] HEILES, C.; HABING, H. J. An almost complete survey of 21 cm line radiation for $|b| \geq 10^\circ$ I. Atlas of contour maps. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Berlin, v. 14, n. 1, p. 1-555, Apr. 1974.
- [87] HEILES, C. An almost complete survey of 21 cm line radiation for $|b| \geq 10^\circ$ IV. The HI column density a function of position of the sky. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 20, n. 1, p. 37-55, Apr. 1975.

- [88] HEILES, C.; REACH, W. T.; KOO, B. -C. Molecules, grains, and shocks - A comparison of Co, HI and IRAS data. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 332, n. 1, p. 313-327, Sept. 1988.
- [89] HENDERSON, A. P. A possible four-arm spiral pattern in the Galaxy. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 58, n. 1/2, p. 189-196, June 1977.
- [90] HENIZE, K. G. Catalogue of H α emission stars and nebulae in the Magellanic Clouds. **Astrophys. J. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 2, n. 2, p. 315-329, Nov. 1956.
- [91] HILTON, J.; LAHULLA, J. F. Distance measurements of Lynds galactic dark nebulae. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 113, n. 2, p. 325-330, Oct. 1995.
- [92] 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.
- [93] 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.
- [94] HODGE, P. W. The transparency of the Small Magellanic Cloud. **Astrophys J.**, Chicago, v. 192, n. 1, p. 21-28, Aug. 1974.
- [95] 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.
- [96] HODGE, P. W. Clusters of the Small Magellanic Cloud. I. A catalog of 213 new clusters. **Publ. Astron. Soc. Pac.**, San Francisco, v. 98, n. 609, p. 1113-1122, Nov. 1986.
- [97] HOWK, J. C.; SAVAGE, B. D. A search for extraplanar dust in nearby edge-on spirals. **Astron. J.**, Chicago, v. 117, n. 5, p. 2077-2101, Mar. 1999.
- [98] HUDSON, M. J. A test for large-scale systematic errors in maps of galactic reddening. **Publ. Astron. Soc. Pac.**, San Francisco, v. 111, n. 755, p. 57-62, Jan. 1999.
- [99] HURT, R. L. et al. Serendipitous 2MASS discoveries near the Galactic Plane: A spiral galaxy and two globular clusters. **Astron. J.**, Chicago, v. 120, n. 4, p. 1876-1883, Oct. 2000.
- [100] IBATA, R. A.; GILMORE, G.; IRWIN, M. J. A dwarf satellite galaxy in Sagittarius. **Nature**, London, v. 370, n. 6486, p. 194-196, July 1994.
- [101] IVANOV, V. D.; BORRISOVA, J.; VANZI, L. Deep near infrared photometry of new galactic globular clusters. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 362, n. 1, p. 1-4, Oct. 2000.
- [102] JANES, K. A.; PHELPS, R. L. The galactic system of old star clusters: the development of the galactic disk. **Astron. J.**, Woodbury, v. 108, n. 5, p. 1773-1785, Nov. 1994.

- [103] JARRETT, T. -H. et al. 2MASS extended sources in the zone of avoidance. **Astron. J.**, Chicago, v. 120, n. 1, p. 298-313, July 2000.
- [104] JONES, T. J. et al. A near-infrared survey of the OMC2 region. **Astron. J.**, Woodbury, v. 107, n. 6, p. 2120-2130, June 1994.
- [105] JOHNSON, J. J. et al. An infrared study of Orion Molecular Cloud -2 (OMC-2). **Astron. J.**, Woodbury, v. 100, n. 2, p. 518-529, Aug. 1990.
- [106] KAISLER, D.; HARRIS, W. E.; MCLAUGHLIN, D. E. Palomar 10 and NGC6749. A study in contrasts. **Publ. Astron. Soc. Pac.**, San Francisco, v. 109, n. 738, p. 920-926, Aug. 1997.
- [107] KASSIS, M. et al. Deep CCD photometry of old open clusters. **Astron. J.**, Woodbury, v. 113, n. 5, p. 1723-1732, May 1997.
- [108] KALUZNY, J. CCD photometry of distant open clusters. IV. Trumpler 5. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 133, n. 1, p. 25-28, Nov. 1998.
- [109] KENYON, S. J. et al. New pre-main-sequence stars in the Taurus-Auriga molecular cloud. **Astron. J.**, Woodbury, v. 108, n. 1, p. 251-261, July 1994.
- [110] KETO, E. R.; MYERS, P. C. CO observations of southern high-latitude clouds. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 304, n. 1, p. 466-480, May 1986.
- [111] KRABBE, A. et al. A cluster of HE I emission-line stars in the Galactic Center. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 382, n. 1, p. 19-22, Nov. 1991.
- [112] KONTIZAS, M. et al. The cluster system of the Large Magellanic Cloud. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 84, n. 3, p. 527-547, Sept. 1990.
- [113] KORIBALSKI, B.; JOHNSTOS, S.; OPTRUPEECK, R. HI Observations of the new Sagittarius dwarf. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 270, n. 3, p. L43-L50, Oct. 1994.
- [114] LADA, E. A. et al. A 2.2 micron survey in the L1630 molecular cloud. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 371, n. 1, p. 171-182, Apr. 1991.
- [115] LADA, C. J.; ALVES, J.; LADA, E. A. Near-infrared imaging of embedded clusters: NGC1333. **Astron. J.**, Woodbury, v. 111, n. 5, p. 1964-1976, May 1996.
- [116] LAWSON, W. A.; FEIGELSON, E. D.; HUENEMOERDER, D. P. An improved HR diagram for Chamaeleon I pre-main-sequence stars. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, San Francisco, v. 280, n. 4, p. 1071-1088, June 1996.
- [117] LEE, C. W.; MYERS, P. C. A catalog of optically selected cores. **Astrophys. J. Suppl. Ser.**, Chicago, v. 123, n. 1, p. 233-250, July 1999.
- [118] LÉPINE, J. R. D.; LEROY, P. A new model for the infrared brightness of the Galaxy. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, Chicago, v. 313, n. 2, p. 263-270, Apr. 2000.

- [119] LINDSAY, E. M. A new catalogue of emission-line stars and planetary nebulae in the Small Magellanic Cloud. **Astron. J.**, New York, v. 66, n. 1, p. 169-185, May 1961.
- [120] LITTLE, L. T. et al. Detection of the J=9-8 transition of interstellar cyanodiacetylene. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 181, n. 1, p. 33-35, Oct. 1977.
- [121] LITTLE, L. T. et al. Observations of interstellar HC₅N and HC₇N in dark dust clouds. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 183, n. 2, p. 45p-50p, May 1978.
- [122] LLOYD EVANS, T. Red variables in the central bulge of the Galaxy. I. The period distribution of Mira variables. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v.174, n. 1, p. 169-184, Jan. 1976.
- [123] LYND, B. T. Catalogue of dark nebulae. **Astrophys. J. Suppl. Ser.**, Chicago, v. 7, p. 1-52, May 1962.
- [124] LYND, B. T. Catalogue of bright nebulae. **Astrophys. J. Suppl. Ser.**, Chicago, v. 12, p. 163-186, Aug. 1965.
- [125] 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.
- [126] MADDALENA, R. J.; THADDEUS, P. A large, cold and unusual molecular cloud in Monoceros. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 294, n. 1, p. 231-237, July 1985.
- [127] MAGNANI, L.; BLITZ, L.; MUNDY, L. Molecular gas at high galactic latitudes. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 295, n. 2, p. 402-421, Aug. 1985.
- [128] MAGNANI, L.; HARTMANN, D.; SPECK, B. G. A catalog of molecular gas at high galactic latitudes. **Astrophys. J. Suppl. Ser.**, Chicago, v. 106, n. 2, p. 447-461, Oct. 1996.
- [129] MAGNANI, L. et al. A survey of high-latitude molecular gas in the southern galactic hemisphere. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 535, n. 1, p. 167-175, May 2000.
- [130] MCGREGOR, P. J. et al. Infrared polarimetry in the Chamaeleon. I. dark cloud. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 267, n. 3, p. 755-765, Apr. 1994.
- [131] MELNIK, J.; TAPIA, M.; TERLEVICH, R. The galactic giant HII region NGC3603. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 213, n. 1/2, p. 89-96, Apr. 1989.
- [132] MÉNDEZ, R. A.; VAN ALTENA, W. F. A new optical reddening model for the solar neighborhood. Galactic structure through low-latitude star counts from the Guide Star Catalogue. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 330, n. 3, p. 910-936, Feb.1998.
- [133] MEYSSONNIER, N.; AZZOPARDI, M. A new catalogue of H-Alpha emission line stars and small nebulae in the Small Magellanic Cloud. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 102, n. 3, p. 451-593, Dec. 1993.

- [134] MINCHIN, N. R. et al. Near-infrared imaging polarimetry of bipolar nebulae. I. The Bn-KL region of OMC-1. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 248, n. 2, p. 715-729, Feb. 1991.
- [135] MOFFAT, A. F. J.; SHARA, M. M.; POTTER, M. New Wolf-Rayet stars in galactic open clusters: Sher 1 and the giant HII region core Westerlund 2. **Astron. J.**, Woodbury, v. 102, n. 2, p. 642-653, Aug. 1991.
- [136] MYERS, P. C.; LINKE, R. A.; BENSON, P. J. Dense cores in dark clouds. I. CO observations and column densities of high-extinction regions. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 264, n. 2, p. 517-537, Jan. 1983.
- [137] NAGATA, T. et al. Object 17: another cluster of emission-line stars near the galactic center. **Astron. J.**, Woodbury, v. 109, n. 4, p. 1676-1781, Apr. 1995.
- [138] NEELY, R. K.; SARAJEDINI, A.; MARTINS, D. H. CCD photometry of the galactic globular cluster NGC6144. **Astron. J.**, Chicago, v. 119, n. 4, p. 1793-1802, Apr. 2000.
- [139] O'DONNELL, J. E. R_{nu} - dependent optical and near-ultraviolet extinction. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 422, n. 1, p. 158-163, Feb. 1994.
- [140] DE OLIVEIRA, M. et al. Morphologies and ages of star cluster pairs and multiplets in the Small Magellanic Cloud. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 146, n. 1, p. 57-72, Oct. 2000.
- [141] 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.
- [142] 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.
- [143] OLSZEWSKI, E. W. et al. A catalog of LMC star clusters outside the Hodge-Wright atlas. **Astron. J.**, Woodbury, v. 95, n. 1, p. 84-90, Jan. 1988.
- [144] ORTOLANI, S.; BICA, E.; BARBUY, B. Lynga 7: a new disk globular cluster? **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 273, n. 2, p. 415-420, June 1993.
- [145] ORTOLANI, S.; BICA, E.; BARBUY, B. BH176 and AM-2: globular or open clusters? **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 300, n. 3, p. 726-731, Aug. 1995.
- [146] ORTOLANI, S.; BICA, E.; BARBUY, B. V, I photometry of the bulge metal-rich globular cluster NGC6380 and Terzan 12. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 127, n. 3, p. 471-477, Feb. 1998.
- [147] ORTOLANI, S. et al. HST observation of Terzan1: a second parameter globular cluster in the galactic bulge. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 350, n. 3, p. 840-846, Oct. 1999a.

- [148] ORTOLANI, S.; BICA, E.; BARBUY, B. Blue horizontal branch globular clusters towards the bulge: Terzan 9, NGC6139 and NGC6453. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 138, n. 2, p. 267-273, Aug. 1999b.
- [149] ORTOLANI, S.; BARBUY, B.; BICA, E. Colour-magnitude diagrams of the post-core collapse globular clusters NGC6256 and NGC6717 (Palomar9). **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 136, n. 2, p. 237-243, Apr. 1999c.
- [150] ORTOLANI, S.; BICA, E.; BARBUY, B. ESO280-SC06: a new globular cluster in the Galaxy. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 361, n. 1, p. 57-59, Sept. 2000.
- [151] OSTERBROCK, D. E. **Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei**. Mill Valley: University of Science Books, 1989.
- [152] PARKER, N. D. Iras associations with dark clouds of opacity class 6. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 235, n. 1, p. 139-150, Nov. 1988.
- [153] PERSSON, S. E. et al. A new system of faint near-infrared standard stars. **Astron. J.**, Chicago, v. 116, n. 5, p. 2475-2488, Nov. 1998.
- [154] PIATTI, A. E.; BICA, E.; CLARIÁ, J. J. Fundamental parameters of the highly reddened young open clusters Westerlund 1 and 2. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Orsay, v. 127, n. 3, p. 423-432, Feb. 1998b.
- [155] PIATTI, A. E. et al. A photometric and spectroscopic study of the southern open clusters PISMIS18, PISMIS19, NGC6005 and NGC6253. **Astron. J.**, Chicago, v. 116, n. 2, p. 801-812, Aug. 1998a.
- [156] PIETRZŃSKI, G. et al. Optical gravitational lensing experiment. The catalog of clusters in the Small Magellanic Cloud. **Acta. Astron.**, Varsovia, v. 48, n. 1, p. 175-268, Apr. 1998.
- [157] RAMIREZ, S. V. et al. Metallicity of red giants in the galactic bulge from near-infrared spectroscopy. **Astron. J.**, Chicago, v. 120, n. 2, p. 833-844, Aug. 2000.
- [158] REACH, W. T.; WALL, W. F.; ODEGARD, N. Infrared excess and molecular clouds: a comparison of new surveys of far-infrared and HI 21 centimeter emission at high galactic latitudes. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 507, n. 2, p. 507-525, Nov. 1998.
- [159] REIPURTH, B.; RODRÍGUEZ, L. F.; CHINI, R. VLA detection of protostar in OMC-2/3. **Astron. J.**, Chicago, v. 118, n. 2, p. 983-989, Aug. 1999.
- [160] RODGERS, A. W.; CAMPBELL, C. T.; WHITEOAK, J. B. A catalogue of H α emission regions in the southern Milky Way. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 121, n. 1, p. 103-115, July 1960.
- [161] ROSINO, L. et al. NGC 6745 a metal poor halo globular cluster in a disc field in Mira variables. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 289, n. 3, p. 745-752, Aug. 1997.

- [162] SALARIS, M.; WEISS, A. Chronology of the halo globular cluster system formation. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 327, n. 1, p. 107-120, Nov. 1997.
- [163] 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.
- [164] SANDAGE, A.; TAMMAN, G. **A revised Shapley-Ames catalog of bright galaxies**. Washington: Carnegie Institute of Washington, 1981.
- [165] SANDULEAK, N.; PHILIP, A. G. D. A stellar group in line of sight with the Large Magellanic Cloud. **Astron. J.**, New York, v. 73, n. 2, p. 566-568, Sept. 1968.
- [166] SANDQVIST, Aa.; LINDROOS, K. P. Interstellar formaldehyde in southern dark dust clouds. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 53, n. 1, p. 179-189, Dec. 1976.
- [167] SANDQVIST, Aa. More southern dark dust clouds. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 57, n. 3, p. 467-470, May 1977.
- [168] SANTOS Jr., J. F. C.; BICA, E. Reddening age for 11 galactic open clusters from integrated spectra. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 260, n. 4, p. 915-924, Feb. 1993.
- [169] SCHLEGEL, D. J.; FINKBEINER, D. P.; DAVIS, M. Maps of dust infrared emission for use in estimation of reddening and cosmic microwave background radiation foregrounds. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 500, n. 2, p. 525-553, June 1998.
- [170] SCHULTEIS, M. et al. Interstellar extinction towards the inner galactic bulge. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 349, n. 1, p. 69-72, Sept. 1999.
- [171] SEATON, M. J. Interstellar extinction in the UV. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 187, n. 2, p. 73p-76p, June 1979.
- [172] SÉRSIC, J. L. A list of peculiar galaxies, interacting pairs, groups and clusters south of declination. **Astrophys. J. Suppl. Ser.**, Chicago, v. 28, n. 3, p. 365-377, Jan. 1974.
- [173] SHAPLEY, H.; LINDSAY, E. M. A catalogue of clusters in the LMC **Irish Astrophys. J.**, Dublin, v. 6, n. 1, p. 74, June 1963.
- [174] SHARPLESS, S. A catalogue of HII regions. **Astrophys. J. Suppl.**, Chicago, v. 4, n. 1, p. 257-279, Dec. 1959.
- [175] SODROSKI, T. J. et al. A three-dimensional decomposition of the infrared emission from dust in the Milky Way. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 480, n. 1, p. 173-187, May 1997.
- [176] STANEK, K. Z. Extinction map of Baades window. **Astron. J.**, Woodbury, v. 460, n. 1, p. 37-39, Mar. 1996.

- [177] STROM, K. M.; STROM, S. E.; MERRILL, K. M. Infrared luminosity functions for the young stellar population associated with the L1641 molecular cloud. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 412, n. 1, p. 233-253, July 1993.
- [178] TERNDRUP, D. M. The structure and stellar population of the galactic nuclear Bulge. **Astron. J.**, Woodbury, v. 96, n. 3, p. 884-908, Sept. 1988.
- [179] TIEDE, G. P.; FROGEL, J. A.; TERNDRUP, D. M. Implications of new JHK photometry and a deep infrared luminosity function for the galactic Bulge. **Astron. J.**, Woodbury, v. 110, n. 6, p. 2788-2812, Dec. 1995.
- [180] TRAGER, S. C.; KING, I. R.; DJORGOVSKI, S. Catalogue of galactic globular clusters surface-brightness profiles. **Astron. J.**, Woodbury, v. 109, n. 1, p. 218-241, Jan. 1995.
- [181] 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.
- [182] TRUMPLER, R. J. Spectrophotometric measures of interstellar light absorption. **Publ. Astron. Soc. Pac.**, San Francisco, v. 42, n. 249, p. 267-274, Oct. 1930b.
- [183] UDALSKI, A. et al. Optical gravitational lensing experiment OGLE-2: the second phase of the OGLE project. **Acta Astron.**, Varsovia, v. 47, n. 1, p. 319-344, July 1997.
- [184] UNAVANE, M. et al. The inner Galaxy resolved at IJK using DENIS data. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, London, v. 295, n. 1, p. 119-144, Mar. 1998.
- [185] VAN DEN BERGH, S. A study of reflection nebulae. **Astron. J.**, Chicago, v. 71, n. 10, p. 990-998, Dec. 1966.
- [186] VAN DISLOECK, E. F. et al. CO J: 3-2 observations of translucent and high-latitude molecular clouds. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 366, n. 1, p. 141-162, Jan. 1991.
- [187] VILAS-BOAS, J. W. S.; MYERS, P. C.; FULLER, G. A. Dense cores in dark clouds 9: Observations of (13) CO and C(18)O in Vela, Chamaeleon, Musca and the Coalsack. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 433, n. 1, p. 96-116, Sept. 1994.
- [188] VILAS-BOAS, J. W. S.; MYERS, P. C.; FULLER, G. A. Dense cores in dark clouds XII: ^{13}CO and C^{18}O in Lupus, Corona Australis, Vela and Scorpius. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 532, n. 2, p. 1038-1050, April 2000.
- [189] 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.
- [190] WHITFORD, A. E. Spectral scans of the nuclear bulge of the Galaxy: comparisons with other galaxies. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 226, n. 2, p. 777-789, Dec. 1978.
- [191] WHITTET, D. C. B. **Dust in the galactic environment**. Bristol: Institute of Physics Publishing, 1992.

-
- [192] ZEALEY, W. J. et al. Cometary globules in the Gum-Vela complex. **Astrophys. J. Lett.**, Chicago, v. 23, n. 3, p. 119-131, Mar. 1983.
- [193] ZIURYS, L. M. et al. Amonia in Orion II: the gas in and around OMC-1. **Astron. Astrophys.**, Berlin, v. 104, n. 2, p. 288-295, Dec. 1981.