Universidade de São Paulo Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas Departamento de Astronomia

Douglas Augusto de Barros

Objetos Pós-Seqüência Principal Associados a Aglomerados Abertos

São Paulo 2009

Livros Grátis

http://www.livrosgratis.com.br

Milhares de livros grátis para download.

Douglas Augusto de Barros

Objetos Pós-Seqüência Principal Associados a Aglomerados Abertos

Dissertação apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como parte dos requisitos para a obtenção do título de Mestre em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia Orientador: Prof. Dr. Jacques Raymond Daniel Lépine

> São Paulo 2009

Dedico esta dissertação aos meus pais, meus irmãos, minha sobrinha, e a todos os parentes próximos.

Agradecimentos

Durante o desenvolvimento do presente trabalho pude contar com a ajuda de diversas pessoas e instituições, para as quais expresso meus agradecimentos com grande prazer.

Ao Prof. Dr. Jacques Lépine, pela valiosa orientação, necessária para a conclusão desta dissertação, e indiscutível atenção dedicada no decorrer destes anos.

A minha mãe Amara (também minha primeira professora) e ao meu saudoso pai Paulo, aos quais devo todas as conquistas durante estes longos anos da minha vida. A todos os meus irmãos: Patrícia, Charles, Simone e Giselly, pelo grande incentivo, apoio e ajuda nos momentos mais difíceis. À minha querida sobrinha Laísis, aos meus saudosos avós e a todos os parentes próximos: Edson, Selma, Rildo, Fabiano e Thyago.

Aos professores do IAG: Nelson Leister (pelas valiosas sugestões e comentários sobre o andamento do projeto), Roberto Costa, Jacques Lépine, Silvia Rossi, Antônio Mário Magalhães, Ronaldo Souza, Gastão Lima Neto, Laerte Sodré e José Ademir (pelas disciplinas ministradas), e Jane Gregório Hetem, Vera Jatenco, Gastão Neto e Roberto Boczko (dos quais fui monitor).

Ao professor Wilton Dias pelo fornecimento do *script* para o ajuste de isócronas.

Aos amigos da Torre Malakoff: Everaldo, Leonardo, Diego, Rodrigo, Alan, Naishe, Lorena, Luiza, Edwin, Jailton, Lívia, pelos grandes momentos de astronomia.

Aos amigos do IAG: Alessandro, Alan, Márcio "tiozinho" (Metal Brother), Felipe(s) (Santos e Oliveira), Tiago(s) (Triumpho, Almeida (Zé Colmeia), Ricci), Thiago(s) (Junqueira, Matheus), Ulisses, Pedro, Sérgio(s) (Torres, Scarano), Marcos, Patrícia, Graziela, Fernanda(s) (Urrutia, Geraissate), Márcia, Márcio, Rodrigo(s) (Holanda, Vieira), Reinaldo, Danilo (também pela ajuda em IDL), Lívia, Luis Felippe, Carlos, Vinícius Busti, Kimura, Oscar e Vinícius Placco (também pelo template iagtese), Gleidson, Gustavo Rocha, Fernando Jesus, Mairan, João Vital, Raimundo, ..., entre tantos outros que com certeza eu devo ter esquecido neste momento. *Obs.*: os (s) após alguns nomes indicam degenerescência.

À secretaria do IAG: Marina, Regina, Conceição, Aparecida, Rose, Marcel.

Ao setor de informática: Marco, Ulisses, Luis, aos quais expresso um grande agradecimento pelos serviços prestados durante estes anos, inclusive salvando o meu mestrado após cada falha do computador.

Às funcionárias da limpeza e café, aos funcionários da biblioteca, portaria, administração e áudio-vídeo.

Ao CNPQ pelo apoio financeiro.

Enfim, a todos que contribuíram direta ou indiretamente para a conclusão deste estudo.

Esta dissertação foi escrita em LATEX com a classe IAGTESE, para teses e dissertações do IAG.

Resumo

Nesta dissertação, estudamos associações entre aglomerados estelares abertos e vários tipos de objetos na fase pós-Seqüência Principal, dentre os quais, Cefeidas Clássicas, estrelas OH/IR, estrelas AGB ricas em carbono, nebulosas planetárias e pulsares.

Aglomerados abertos, sendo objetos com distâncias e idades relativamente bem determinadas, são muito úteis no estudo da estrutura e dinâmica da Galáxia. A identificação de objetos pós-SP nestes sistemas estelares constitui um método de determinação direta de vários parâmetros físicos observáveis destes objetos, além de permitir uma melhor caracterização do próprio aglomerado. Propriedades físicas associadas à fase evolutiva destas estrelas, tais como a variabilidade regular intrínseca do brilho ou aquelas determinadas através de seus espectros, podem fornecer melhores estimativas de distâncias ou velocidades radiais dos aglomerados dos quais fazem parte. Tais informações, aliadas às idades e dados de movimento próprio dos aglomerados, formam um espaço de parâmetros para o estudo da recente evolução e dinâmica da Galáxia.

O método de procura pelas associações utilizado neste estudo consiste no cruzamento de catálogos dos objetos estudados e na adoção de critérios de seleção para o refinamento das amostras. Tais critérios de seleção são, essencialmente, a coincidência espacial entre os objetos e a concordância em velocidades espaciais e/ou distâncias. Neste trabalho, utilizamos o catálogo de aglomerados abertos "New Catalogue of Optically Visible Open Clusters and Candidates", publicado por Dias et al. (2002a) e sob constante atualização.

O estudo das Cefeidas membros de aglomerados permitiu a derivação de uma relação período-idade para estas estrelas. Foram encontradas evidências de novos casos de associações envolvendo estes objetos e aglomerados, ainda não reportadas na literatura. Com a possibilidade de se estimar as idades para uma grande amostra de Cefeidas, tais estrelas se tornam úteis em estudos sobre a dinâmica do disco galáctico.

Concordâncias em velocidades radiais e distâncias também foram encontradas para um número significativo de nebulosas planetárias e aglomerados abertos. Estas associações são importantes no sentido de fornecerem nebulosas com distâncias determinadas de forma independente de considerações acerca de seus parâmetros físicos.

Além destas, também foram encontradas correspondências entre aglomerados e estrelas AGB, tais como as estrelas OH/IR e estrelas carbonadas infravermelhas. Tais associações podem ser úteis no estudo da distribuição destes objetos ao longo do plano galáctico, além de fornecer resultados sobre a cinemática e evolução química da Galáxia. Por fim, uma amostra de pulsares galácticos apresentando coincidências espaciais com aglomerados abertos também foi encontrada.

Abstract

In this work, we studied associations between open stellar clusters and several types of objects in the post-Main Sequence phase, among which, Classical Cepheids, OH/IR stars, infrared carbon stars, planetary nebulae and pulsars.

Open clusters, objects with relatively well established distances and ages, are very useful in the study of the structure and dynamics of the Galaxy. The identification of post-Main Sequence objects on these stellar systems is a method of direct determination of observable physical parameters of these objects. Furthermore, these associations allow a cluster better characterization. Physical properties related to the evolutionary stage of these stars, such as regular intrinsic variability of brightness or those determined by their spectra, can provide better distances and radial velocities estimates of the associated clusters. Such informations, together with ages and proper motion data of the clusters, forming a space of parameters to study the recent evolution and dynamics of the Galaxy.

The method used to search for associations in this study is based on the cross-correlation of catalogs and the adoption of selection criteria for the refinement of the samples. The selection criteria used are essentially the spatial coincidence between the objects and agreement in spatial velocities and/or distances. In this work, we use the catalog of open clusters "New Catalogue of Optically Visible Open Clusters and Candidates", published by Dias et al. (2002a) and under constant update.

The study of Cepheids members of clusters allowed the derivation of a period-age relation for these stars. We have found evidence of new associations cases involving these objects and open clusters, not yet reported in the literature. With the ability to estimate the ages for a large sample of Cepheids, such stars become useful in studies on the Galactic disc dynamics. Agreement in radial velocities and distances were also found for a significant number of planetary nebulae and open clusters. These associations are important in the sense to provide nebulae with distances determined independently of considerations about it's physical parameters.

Furthermore, we have found connections between open clusters and AGB stars, such as OH/IR stars and infrared carbon stars. Such associations may be useful in studying the distribution of these objects along the galactic plane, and provides results on the kinematics and chemical evolution of the Galaxy. Finally, a sample of Galactic pulsars showing spatial coincidences with open clusters was also found.

Lista de Figuras

1.1	Diagrama cor-magnitude V vs. $[\mathrm{B}\text{-}\mathrm{V}]$ para o aglomerado aberto NGC 6649.	25
1.2	(a) Posições dos aglomerados abertos projetadas no plano Galáctico. O	
	centro Galáctico e o Sol possuem coordenadas (0;0) e (0;7,5), respectiva-	
	mente. (b) Histograma da distribuição das idades dos aglomerados abertos	
	(em $\log t$). Os dados de distâncias e idades foram obtidos do catálogo de	
	aglomerados abertos publicado por Dias et al. (2002)	27
1.3	Diagrama HR com a representação da evolução de uma estrela com massa	
	inicial igual a $7M_{\odot}$	30
2.1	Comparação entre os excessos de cor dos aglomerados abertos e das Cefeidas	
	associadas. A reta $y = x$ está representada	47
2.2	Magnitudes absolutas visuais das Cefeidas: eixo x - utilizando as distâncias	
	dos aglomerados; eixo y - utilizando as distâncias catalogadas das Cefei-	
	das. O ponto com um círculo vermelho destaca os valores calculados para a	
	Cefeida IT Car. A reta $y = x$ está representada	47
2.3	Representação do sistema de eixos para definição das componentes de veloci-	
	dades: \vec{u} está direcionado ao longo do raio vetor que liga o centro galáctico	
	(CG) ao Sol, positivo no sentido do anti-centro; \vec{v} está contido no plano	
	galáctico, perpendicular à $\vec{u},$ e positivo no sentido da rotação galáctica; \vec{w} é	
	perpendicular ao plano galáctico e positivo no sentido do pólo Norte Galáctico.	52
2.4	Curvas de rotação da Galáxia ajustadas aos dados de Clemens (1985), cor-	
	rigidos para $R_0 = 7,5 \ kpc$ e (a) $V_0 = 200 \ km \ s^{-1}$; (b) $V_0 = 240 \ km \ s^{-1}$.	58

2.5	Esquema para construção geométrica da relação entre a velocidade radial	
	observada $V_{rad},$ no LSR, e a velocidade de rotação galáctica V_{rot} de uma	
	estrela, na posição (l,b) e a uma distância $d\!.$ O Sol é indicado pelo círculo	
	no topo da figura; o centro Galáctico é representado pelo ponto designado	
	por CG. Obs.: a distância d mostrada é, na verdade, a projeção da distância	
	da estrela no plano galáctico, ou seja, $d\cos b,$ como indicado na equação 2.9.	59
2.6	Dependência entre a separação de velocidades Δv entre os dois picos do	
	maser OH e a latitude galáctica das fontes OH do catálogo de Chen et al.	
	(2001)	60
2.7	Distribuição da velocidade de expansão do envelope circum-estelar das estre-	
	las carbonadas infravermelhas a partir de dados de catálogo de Groenewegen	
	et al. (2002)	62
2.8	Comparação entre as distâncias das IRCS's estimadas por diferentes au-	
	tores: (a) distância de Menzies et al. (2006) versus distância de Epchtein	
	et al. (1990); (b) distância de Groenewegen et al. (2002) versus distância de	
	Epchtein et al. (1990); (c) distância de Menzies et al. (2006) versus distância	
	de Groenewegen et al. (2002)	64
2.9	Distribuição dos erros associados à medida das velocidades radiais heliocêntricas	5
	das nebulosas planetárias, a partir de catálogo de Schneider et al. (1983). $% \left(\left(1, 1, 1, 1, 1, 1, 1, 1, 1, 1, 1, 1, 1, $	67
2.10	Campo de visão do aglomerado NGC 2818 (15' X 15'). Imagem obtida do	
	Digitized Sky Survey, com dados do POSS II	72
2.11	Campo de visão do aglomerado NGC 2437 (15' X 15'). Imagem obtida do	
	Digitized Sky Survey, com dados do POSS II	72
2.12	Distribuições em longitude galáctica das nebulosas planetárias e dos aglo-	
	merados abertos. Histogramas: nebulosas (linha cheia); aglomerados (traço	
	e ponto)	73
2.13	Distribuições dos valores absolutos de movimento próprio dos aglomerados	
	abertos e pulsares: (a) movimento próprio em longitude galáctica; (b) mo-	
	vimento próprio em latitude galáctica. Histogramas: aglomerados abertos	
	(linha cheia); pulsares (traço e ponto).	76

2.14	Distribuição das idades características dos pulsares a partir de catálogo de	
	Taylor et al. (1993)	78
2.15	Distribuição das idades dos aglomerados abertos. A curva vermelha repre-	
	senta uma Gaussiana ajustada à distribuição, com um pico em log $t\sim 8,2.$	
	O valor de $8M_{\odot}$ para a massa do $\textit{turn-off},$ correspondendo a uma idade de	
	$\log t \sim$ 7,5, é estimado como sendo a fronteira que divide as trajetórias	
	evolutivas finais das estrelas (nebulosas planetárias par a $M_* < 8 M_\odot,$ e su-	
	pernovas Tipo II para $M_* > 8M_{\odot}$)	80
3.1	Diagrama período-idade para Cefeidas Galácticas	94
3.2	Diagrama período-idade para Cefeidas Galácticas. A linha sólida representa	
	o ajuste obtido no presente estudo; a linha tracejada representa ajuste ob-	
	tido por Efremov para os dados de Cefeidas localizadas em aglomerados da	
	Grande Nuvem de Magalhães	95
3.3	Linha contínua: histograma da distribuição das idades das Cefeidas a par-	
	tir da relação período-idade obtida no presente estudo. Linha pontilhada:	
	o equivalente usando relação massa-idade de Binney e Merrifield (1998) e	
	relação massa-período de Turner (1996)	98
3.4	Posições atuais das Cefeidas projetadas no plano Galáctico. O ponto com co-	
	ordenadas $(0;\!7,\!5)$ corresponde à posição do Sol no plano. O centro Galáctico	
	está na origem (0;0). O sistema de eixos X e Y, mostrado em linhas tra-	
	cejadas, segue a orientação: X positivo na direção da rotação galáctica; Y	
	positivo na direção do anti-centro Galáctico. (a) Posições de toda a amostra	
	de Cefeidas do catálogo de Berdnikov et al. (2003). Os três segmentos de	
	braços espirais são mostrados: 1- braço de Sagittarius-Carina; 2- braço de	
	Orion (braço local); 3- braço de Perseus. (b) Posições das Cefeidas com	
	período $P \geq 15$ dias. Obs.:o ponto na posição do centro Galáctico é um	
	artefato do <i>script</i> utilizado para gerar o gráfico.	101

3.5	Desenho esquemático para dedução da relação entre a velocidade radial no	
	${\rm LSR}$ e a velocidade de rotação da estrela (equação 3.17. O Sol é indicado	
	pelo círculo no topo da figura; o centro Galáctico é o ponto designado por	
	CG; a estrela representa uma dada Cefeida a uma distância d e longitude	
	galáctica l	103
3.6	Tentativa de reconstrução do padrão espiral a partir das órbitas das Cefeidas	
	- Método das órbitas circulares: (a) Para a amostra de 321 Cefeidas com	
	dados de velocidade radial; (b) para a amostra de Cefeidas com idades	
	menores que 50 milhões de anos $(P > 15 \text{ dias})$	105
3.7	(a) Velocidades radiais residuais das Cefeidas em função da longitude galáctica;	
	(b) Histograma das velocidades residuais, em bins de 5 km s ⁻¹	106
3.8	Desenho esquemático do plano Galáctico: o Sol é indicado pelo círculo no	
	topo da figura; o centro Galáctico é o ponto designado por CG; a estrela	
	representa uma dada Cefeida a uma distância d e longitude galáctica $l\!\!.$ As	
	componentes radial e azimutal V_R e V_ϕ da velocidade de rotação da estrela	
	no sistema local Galáctico estão representadas	108
3.9	Tentativa de reconstrução do padrão espiral a partir da integração das	
	órbitas das Cefeidas, levando em conta as amplitudes das velocidades de	
	perturbação iniciais. Os segmentos de braços são os mesmos da figura 3.4.	109
3.10	Diagrama período-idade para Cefeidas Galácticas. A linha vermelha repre-	
	senta o ajuste obtido por polinômio de 3° grau, o qual produz a seguinte	
	relação: $\log t = 13, 13 - 16, 41 \log P_0 + 14, 10 (\log P_0)^2 - 5, 94 (\log P_0)^3$	110
3.11	Diagrama $M_V - \log P$ para as Cefeidas associadas a aglomerados aber-	
	tos. A linha contínua representa o ajuste linear: $M_V = -1, 46(\pm 0, 21)$ –	
	$2,11(\pm 0,25)\log P.$	113
3.12	Diagramas cor-cor para estrelas OH/IR: (a) diagrama $[{\rm J-H}]$ vs. $[{\rm H-K}]$ com	
	dados do 2MASS. O desvio de alguns pontos da tendência principal mostra	
	uma certa contaminação na seleção da estrelas OH/IR a partir do catálogo	
	de fontes OH utilizado. (b) diagrama $[12 \mu m - 25 \mu m]$ vs. [H-K] com dados	
	do IRAS e 2MASS.	115

3.13	Magnitudes absolutas versus índice de cor [H-K] das estrelas OH/IR asso-	
	ciadas a aglomerados abertos. (a) M_K vs. [H-K]; (b) M_{12} vs. [H-K]	116
3.14	Ilustração da variação da velocidade radial observada V_r em função da	
	distância heliocêntrica d da estrela. Os quatro intervalos em longitude	
	galáctica correspondentes aos quatro quadrantes são mostrados. O ponto	
	denotado por PSC corresponde ao ponto sub-central, onde a máxima velo-	
	cidade radial observada ocorre: para o 1º quadrante (0° < l < 90°) e 4º	
	quadrante (270° < l < 360°)	117
3.15	Magnitudes absolutas versus índice de cor $[{\rm H}\mathchar`{\rm K}]$ das estrelas OH/IR locali-	
	zadas no ponto sub-central. (a) M_K vs. [H-K]; (b) M_{12} vs. [H-K]. As linhas	
	tracejadas representam tendências mostradas pelo agrupamento de pontos	
	em cada gráfico	119
3.16	Posições das estrelas OH/IR projetadas no plano Galáctico. As distâncias	
	das estrelas são determinadas através da relação 3.32, adotando M_{12} =	
	-12,0mag para todas as estrelas. O centro Galáctico está na origem do	
	sistema e o Sol nas coordenadas $(0,0;7,5)$	120
3.17	Diagramas cor-cor para as IRCS's: (a) diagrama [J-H] vs. [H-K]. (b) dia-	
	grama $[12\mu m - 25\mu m]$ vs. [H-K]	123
3.18	Magnitudes absolutas versus índice de cor [H-K] das estrelas carbonadas	
	infravermelhas associadas a aglomerados abertos. (a) M_K vs. [H-K]; (b)	
	M_{12} vs. [H-K]	124
3.19	Magnitudes absolutas versus índice de cor [H-K] das estrelas carbonadas	
	infravermelhas com distâncias calculadas pelo método do ponto sub-central.	
	(a) M_K vs. [H-K]; (b) M_{12} vs. [H-K]	125
3.20	Relação entre a massa ionizada e o raio nebular para nebulosas planetárias	
	associadas a aglomerados abertos. Os pontos azuis representam nebulosas	
	selecionadas pelo critério de concordância cinemática; os pontos vermelhos	
	correspondem a nebulosas que compartilham similaridades com as distâncias $% \left({{{\left({{{{\left({{{{}}}}}} \right)}}}\right.$	
	dos aglomerados. Ajustes lineares a cada grupo de pontos estão represen-	
	tados. Os números associados aos pontos azuis correspondem à ordenação	
	apresentada na tabela 3.6	132

- 3.22 Massas das estrelas centrais das NP's (M_f) em função das massas das estrelas progenitoras (M_i) . Curva sólida: relação $M_i M_f$ de Weidemann (2000); curva pontilhada: relação $M_i M_f$ de Maciel e Cazetta (1997). . . 136
- 3.24 Diagrama cor-cor $[25\mu m 60\mu m]$ vs. $[12\mu m 25\mu m]$ para as amostras de estrelas OH/IR (triângulos), estrelas carbonadas infravermelhas (quadrados), e nebulosas planetárias (asteriscos) associadas a aglomerados abertos. As cores dos símbolos classificam os objetos por faixas de idade: azul para os objetos com t < 50 Manos; verde para os objetos com 50 < t < 200 Manos; e vermelho para aqueles com t > 200 Manos. As regiões delimitadas por linhas contínuas representam parte daquelas definidas originalmente por van der Veen e Habing (1988); as regiões entre linhas pontilhadas representam extensões das regiões V e VIII para maiores valores dos índices de cor. . . . 142

Lista de Tabelas

1.1	lista de acrônimos usados na figura 1.3	30
2.1	Cefeidas associadas a aglomerados abertos: Associações confirmadas na li-	
	teratura	48
2.2	Cefeidas associadas a aglomerados abertos: Novas Associações	50
2.3	Estrelas OH/IR associadas a aglomerados abertos	54
2.4	Coeficientes adotados para a curva de rotação da equação 2.7	57
2.5	Estrelas Carbonadas Infravermelhas associadas a aglomerados abertos. $\ . \ .$	65
2.6	Distâncias dos aglomerados e estrelas carbonadas	65
2.7	Nebulosas Planetárias associadas a aglomerados abertos	69
2.8	Pulsares associados a aglomerados abertos	81
3.1	Idades dos aglomerados abertos: t_c - idade catalogada; t_e - idade estimada	
	neste estudo.	91
3.2	Dados de associações entre aglomerados abertos e Cefeidas	92
3.3	Dados de relações período-idade para Cefeidas clássicas de outros autores e	
	os obtidos no presente estudo	95
3.4	Coincidências espaciais entre estrelas OH/IR e aglomerados abertos	120
3.5	Coincidências espaciais entre IRCS's e aglomerados abertos	126
3.6	Associações entre aglomerados e NP's sob critério de concordância cinemática	134

Sumário

1.	Intro	odução		23
	1.1	Aglom	erados Abertos	24
	1.2	Objete	os pós-Seqüência Principal	28
		1.2.1	Cefeidas Clássicas	31
		1.2.2	Estrelas AGB	33
		1.2.3	Nebulosas Planetárias	36
		1.2.4	Pulsares	37
	1.3	Plano	de Trabalho	39
2.	Mete	odologia	a Para o Cruzamento de Catálogos	41
	2.1	Descri	ção do Método	41
	2.2	Cefeid	as Clássicas	45
	2.3	Estrela	as OH/IR	51
	2.4	Estrela	as Carbonadas Infravermelhas - IRCS	61
	2.5	Nebulo	osas Planetárias	66
	2.6	Pulsar	es	74
3.	Resi	iltados	e Análises	83
	3.1	Cefeid	as Clássicas	83
		3.1.1	Relação Período-Idade	84
		3.1.2	Cefeidas como traçadores da estrutura espiral da Galáxia	99
		3.1.3	Ponto-Zero da relação Período-Luminosidade	111
	3.2	Estrela	as OH/IR	113

	3.3	Estrela	as Carbonadas Infravermelhas	122
	3.4	Nebulo	osas Planetárias	127
		3.4.1	Relação Massa-Raio Nebular	128
		3.4.2	Relação Massa Inicial - Massa Final e Gradientes de Abundâncias .	135
		3.4.3	Propriedades comparadas de estrelas OH/IR, IRCS's e NP's $\ . \ . \ .$	137
	3.5	Pulsar	es	143
	3.6	Anális	e sobre as associações	146
4.	Cone	clusões	e Perspectivas	149
Re	ferên	cias .		157
Ap	ôndia	ce		173
Α.	Resu publ	umo dos icados i	s estudos acerca das associações entre Cefeidas e aglomerados abertos na literatura	, 175
В.	Diag	gramas (cor-magnitude V vs. [B-V] dos aglomerados abertos com Cefeidas asso-	-
	ciada	as		179

Capítulo

1

Introdução

Neste capítulo mostramos uma breve introdução ao tema desta dissertação com enfoque nos aspectos teóricos dos objetos estudados. Não pretendemos realizar uma revisão detalhada sobre cada tipo de objeto, mas apenas abordar o tema central e os motivos que levaram à execução deste projeto de pesquisa.

A primeira observação científica da Via Láctea foi feita por Galileu Galilei em 1610. Usando a sua luneta, Galileu desvendou a natureza estelar da faixa esbranquiçada, conseguindo distingüir as milhares de estrelas que a compõem, muitas delas concentradas em aglomerados. Desde então, a Galáxia tem sido objeto de intenso estudo, tendo vários astrônomos contribuído ao longo destes séculos para a construção do modelo da Via Láctea atualmente conhecido.

Com os trabalhos de Harlow Shapley no início do século XX, extendendo as dimensões da Galáxia para escalas maiores, assim como a determinação de uma nova posição para o seu centro, aliados aos estudos sobre a absorção da luz das estrelas pela poeira interestelar, realizados por Robert Trumpler, as idéias sobre o tamanho e estrutura da Via Láctea começaram a ficar bem estabelecidas. Nos anos 1920's, a natureza da Via Láctea como um sistema próprio foi entendida após as observações feitas por Edwin Hubble de que as chamadas "nebulosas" espirais eram na verdade outras galáxias, não fazendo parte, portanto, da Via Láctea.

Após os anos 1930's, o acúmulo de informações a respeito da dimensão, composição e

natureza da Galáxia, obtidas das observações, possibilitou o desenvolvimento de teorias sobre a estrutura e dinâmica das diferentes populações estelares que compõem este sistema. Vários pesquisadores, como Bertil Lindblad, Jan H. Oort, Walter Baade, entre outros, forneceram importantes resultados com seus trabalhos nestes campos de pesquisa. Embora tenhamos obtido muitas informações nos últimos anos sobre a estrura, dinâmica e formação da Via Láctea, ainda nos deparamos com muitas questões que permanecem sem respostas.

O enfoque desta dissertação é o estudo da estrutura da Galáxia baseado no conjunto de parâmetros físicos dos aglomerados estelares abertos e de determinados tipos de estrelas associadas aos mesmos. Dessa forma, as próximas seções deste capítulo tratam dos objetos estudados, começando com uma revisão acerca dos aspectos teóricos dos aglomerados abertos.

1.1 Aglomerados Abertos

Os aglomerados abertos desempenham um importante papel no estudo da estrutura e dinâmica da Galáxia pelo fato de estarem concentrados essencialmente ao longo do plano da Via Láctea; fornecem, portanto, evidências sobre a cinemática e evolução do disco Galáctico. É por este motivo que algumas vezes também são referidos como aglomerados Galácticos. Também devido a esta característica, eles tendem a ser fortemente obscurecidos pela poeira interestelar, e pelo fato de possuírem uma morfologia difusa, suas detecções são afetadas quando se encontram projetados sobre um campo estelar denso. Atualmente, cerca de 1800 aglomerados abertos são conhecidos na nossa Galáxia. Esta é provavelmente uma pequena porcentagem da população total, sobre a qual estima-se um número da ordem de 100 mil aglomerados.

A razão para os aglomerados abertos povoarem o disco Galáctico tem origem no processo de formação destes objetos. Eles se originam a partir da contração de grandes nuvens de gás e poeira localizadas no disco, impulsionada por perturbações como a passagem das ondas de densidade que formam os braços espirais. Tais sistemas são compostos por dezenas a até milhares de estrelas, agrupadas em uma limitada região do espaço, tipicamente muito menores que suas distâncias até nós. Por este motivo, na prática se considera que as estrelas dos aglomerados estão todas aproximadamente à mesma distância. As densidades destes sistemas variam de ~ 0,1 a até ~ 10^3 estrelas/ pc^3 nos centros dos aglomerados mais ricos. Pelo fato das estrelas se formarem a partir da mesma nuvem e praticamente ao mesmo tempo, elas mostram similaridades em idade e composição química. A maioria dos aglomerados são formados por estrelas relativamente jovens, com idades menores que algumas centenas de milhões de anos. Os aglomerados abertos são, portanto, importantes laboratórios para estudos de evolução estelar por apresentarem estrelas perfazendo um grande intervalo em massa. Por serem formados por estrelas jovens, apresentam abundâncias em elementos pesados esperadas para objetos formados do material no disco Galáctico, quimicamente enriquecido por gerações estelares anteriores.

A consideração de que todas as estrelas membros do aglomerado estão praticamente à mesma distância do observador, mesmo para os aglomerados mais próximos, permite a utilização de um diagrama cor-magnitude (CMD, do inglês *color-magnitude diagram*) para a determinação de parâmetros físicos como idade e distância. As seqüências estelares, tradicionalmente definidas em um diagrama H-R, também se apresentam bem definidas em um diagrama cor-magnitude; os parâmetros plotados estão submetidos à mesma quantidade de variação devido à mesma distância das estrelas. Como exemplo, a figura 1.1 mostra o CMD para o aglomerado aberto NGC 6649.



Figura 1.1: Diagrama cor-magnitude V vs. [B-V] para o aglomerado aberto NGC 6649.

Observa-se neste CMD, em particular, uma Seqüência Principal (SP) bem definida, desde a extremidade inferior direita até o topo esquerdo do diagrama, formado pelas estrelas mais brilhantes e azuis. Este último é o chamado ponto de *turn-off*, onde as estrelas mais massivas deixam a Seqüência Principal devido o término das reações de fusão nuclear do hidrogênio em hélio em seus núcleos centrais. Este ponto também é utilizado na determinação das idades dos aglomerados através do método de ajuste de isócronas. Para os aglomerados mais velhos, também pode-se observar algumas estrelas ao longo do ramo das gigantes vermelhas, como parece ser o caso do aglomerado NGC 6649. Na parte inferior dos diagramas dos aglomerados mais jovens, as seqüências freqüentemente se tornam mais largas, com um grande espalhamento das estrelas sobre cores mais vermelhas. Este alargamento é devido principalmente às estrelas na fase pré-Seqüência Principal evoluindo na direção da Seqüência Principal. Devido às condições físicas em tal estágio evolutivo, estas estrelas são mais vermelhas que as estrelas da SP para um mesmo valor da magnitude aparente V.

O relativo espalhamento em idades apresentado pelos aglomerados abertos, onde os mais jovens possuem ~ 1 Mano e os mais velhos ~ 10 Ganos de idade (ver figura 1.2b), implica que eles estão em contínuo processo de formação no disco da Galáxia. No entanto, são sistemas que apresentam uma estrutura não muito "resistente". Os aglomerados com menores graus de concentração central são menos ligados gravitacionalmente; possuem uma menor resistência a encontros com nuvens moleculares massivas no disco Galáctico, sendo então dissolvidos por forças de marés.

A estrutura interna dos aglomerados abertos não é tão bem compreendida pelo fato de não serem sitemas regulares, esfericamente simétricos como os aglomerados globulares. Modelos de distribuição radial estelar para estes objetos, levando em conta o grande intervalo em massa coberto pelas estrelas, têm sido construídos. Considerações sobre equipartição de energia e escala de tempo de relaxação do sistema implicam nas estrelas de baixa massa se movendo com velocidades maiores que as de alta massa. A conseqüência disto é que as estrelas mais massivas tornam-se mais concentradas centralmente do que as estrelas de baixa massa. Entretanto, alguns casos observados de aglomerados que possuem gigantes vermelhas localizadas em suas regiões mais externas são conhecidos. Vários autores vêm propondo teorias para a explicação desta aparente segregação de massa nos aglomerados



Figura 1.2: (a) Posições dos aglomerados abertos projetadas no plano Galáctico. O centro Galáctico e o Sol possuem coordenadas (0;0) e (0;7,5), respectivamente. (b) Histograma da distribuição das idades dos aglomerados abertos (em log t). Os dados de distâncias e idades foram obtidos do catálogo de aglomerados abertos publicado por Dias et al. (2002).

abertos. Estes fatos serão novamente discutidos na última seção do capítulo 3.

A presença de estrelas luminosas, de tipos espectrais O, B e A, nos jovens aglomerados abertos, tornam estes sistemas uma base de testes para a investigação das propriedades de estrelas de alta massa. A rápida evolução destas estrelas, deixando a Seqüência Principal e preenchendo as trajetórias intermediárias da região das gigantes vermelhas, até estágios finais evolutivos, em coexistência com as estrelas de menores massas ainda na SP, fazem dos aglomerados abertos importantes fontes de vínculos observacionais para a teoria de evolução estelar.

Estrelas na fase pós-Seqüência Principal, pertencentes a aglomerados abertos, podem ser usadas na determinação de parâmetros físicos destes objetos, como por exemplo distância, velocidade radial, metalicidade, etc. A justificativa para tanto é que dependendo do estágio na fase pós-SP, mecanismos físicos ocorrendo na estrutura estelar são evidenciados sob diversas formas, implicando em propriedades observacionais associadas a cada estágio evolutivo. Por exemplo, a variabilidade regular intrínseca do brilho durante a passagem pelo ramo horizontal; a pulsação e perda de massa no ramo assimptótico das gigantes, com a formação de envelopes circum-estelares de gás e poeira; as características espectrais dos estágios finais de evolução; todas estas propriedades sendo governadas pela massa e composição química iniciais da estrela. Em contrapartida, os parâmetros físicos dos aglomerados, em especial suas distâncias e idades, também podem ser usados na determinação de relações envolvendo propriedades das estrelas pós-Seqüência Principal. Estas relações são úteis no sentido de permitirem a derivação de parâmetros físicos às vezes não tão bem determinados para estas estrelas.

Motivados por estas considerações, demos início a este projeto de pesquisa cujo tema central é o estudo de associações físicas entre objetos pós-Seqüência Principal e aglomerados estelares abertos. A filosofia básica é, portanto, a utilização destas associações com o objetivo de ampliar o conjunto de parâmetros físicos dos aglomerados utilizando os parâmetros mais bem determinados de cada tipo de objeto pós-SP. Em troca, como benefício mútuo, as associações também permitem o uso das distâncias e idades dos aglomerados para a obtenção ou calibração de relações utilizadas na determinação de propriedades físicas destes objetos. Este trabalho também está incluído dentro do contexto de manter, atualizar e utilizar a base de dados mais completa de aglomerados estelares abertos¹ atualmente disponível para a comunidade internacional, sob responsabilidade de Wilton Dias, Jacques Lépine, André Moitinho e Bruno Alessi.

Os objetos pós-Seqüência Principal estudados neste trabalho são: Cefeidas Clássicas, estrelas OH/IR, estrelas carbonadas infravermelhas, nebulosas planetárias e pulsares. Lembrando que os aglomerados abertos são sempre relativamente jovens, para que tais objetos pós-SP possuam conexão física com os aglomerados, eles devem ser relativamente massivos. A escolha de tais objetos é ditada de forma a garantir que tanto os aglomerados quanto os próprios objetos sejam beneficiados com o estudo das associações. Estas afirmações ficarão mais claras após a apresentação dos aspectos teóricos relativos a cada tipo de objeto, pelo menos no que diz respeito aos mais relevantes para o presente estudo. A próxima seção trata deste tema.

1.2 Objetos pós-Seqüência Principal

Representando as fases evolutivas das estrelas em um diagrama HR, verificamos que elas passam a maior parte do tempo de suas vidas na Seqüência Principal, onde ocorre a fusão termonuclear do hidrogênio em hélio nos seus núcleos. O tempo de vida na SP é ditado principalmente pela massa e composição química da estrela; a taxa de eficiência

¹ http://www.astro.iag.usp.br/~wilton/

das reações nucleares implica nas estrelas massivas evoluindo mais rapidamente, enquanto as de menores massas passam mais tempo na SP. Uma vez que o enfoque deste estudo são as fases pós-Seqüência Principal da evolução estelar, não trataremos aqui das fases iniciais de formação na pré-Seqüência Principal.

O diagram HR mostrado na figura 1.3 apresenta a trajetória evolutiva pós-SP para uma estrela com massa $M = 7M_{\odot}$. Os acrônimos usados são especificados na tabela 1.1. As estrelas são classificadas quanto à massa de acordo com as reações nucleares pelas quais passam (Iben e Renzini (1983)):

- Estrelas de baixa-massa: definidas como aquelas que desenvolvem um núcleo de Hélio degenerado no ramo das gigantes vermelhas (RGB). Se o núcleo de He atinge $\sim 0,45M_{\odot}$, a estrela passará pelo chamado *flash* do He, até que a degenerescência seja removida e o He passe a ser "queimado" de forma estável.
- Estrelas de massa intermediária: são aquelas que iniciam a queima do He no núcleo sob condições não-degeneradas e desenvolvem um núcleo de carbono-oxigênio (C-O) degenerado depois do esgotamento do He após a passagem pelo ramo horizontal (HB).

Para as estrelas de baixa-massa a intermediária, a evolução com o núcleo de C-O degenerado compreende o início do ramo assimptótico das gigantes (AGB). O *flash* de He no envelope, também chamado de pulsos térmicos na fase AGB (TP-AGB), podem ocorrer para as estrelas mais massivas. A fase de AGB termina com: (a) a remoção completa do envelope de hidrogênio por perda de massa; ou (b) a ignição do carbono no núcleo degenerado.

Estrelas de alta massa: definidas como aquelas que desenvolvem um núcleo de C-O não-degenerado, podendo passar para a fase de ignição do carbono de forma não violenta. Elas são capazes de passar por várias séries de fusões nucleares (C, O, Ne, etc.), atingindo o estágio do núcleo de ferro seguido pelo colapso nuclear e a explosão de supernova.

Os limites de massas estimados de acordo com esta classificação são: $0, 8 - 1, 0 < M < 2, 0 - 2, 2M_{\odot}$ para as estrelas de baixa-massa; $2, 0 - 2, 2 < M < 8 - 9M_{\odot}$ para as estrelas

de massa intermediária; e $M > 8 - 9M_{\odot}$ para as de alta massa. Os produtos finais de cada uma destas classes estelares são: para as estrelas de baixa-massa, e com massas maiores que $0, 5M_{\odot}$ no ramo horizontal, após a fase de AGB, ocorre a perda do envelope de H durante a fase de nebulosa planetária (NP), terminando a evolução como anãs brancas de C-O; as estrelas de massa intermediária também podem terminar como anãs brancas de C-O desde que a massa de seus núcleos permaneçam inferiores ao limite de Chandrasekhar $(1, 4M_{\odot})$. Se porventura o núcleo exceder este limite, ocorrerá a queima do carbono sob condições degeneradas e a explosão como supernova; as estrelas de alta massa terminam com o núcleo colapsado e a explosão de supernova, produzindo no final uma estrela de nêutrons ou um buraco negro. Tratamos a seguir dos objetos pós-SP estudados nesta dissertação, verificando as fases evolutivas nas quais os mesmos se encontram.



Figura 1.3: Diagrama HR com a representação da evolução de uma estrela com massa inicial igual a $7M_{\odot}$.

Acrônimo	Significado
RGB	Red Giant Branch - Ramo das Gigantes Vermelhas
HB	Horizontal Branch - Ramo Horizontal
AGB	Asymptotic Giant Branch - Ramo Assimptótico das Gigantes
TP-AGB	Thermally-Pulsing Asymptotic Giant Branch - Ramo Assimptótico com Pulsos Térmicos

Tabela 1.1 - lista de acrônimos usados na figura 1.3.

1.2.1 Cefeidas Clássicas

Cefeidas Clássicas são estrelas variáveis pulsantes de massa intermediária a alta (~ 4– $20M_{\odot}$). São supergigantes amarelas, de tipos espectrais F (para as gigantes com $M_V \approx -2$) a G e K (para as supergigantes com $M_V \approx -6$), evoluídas de estrelas de tipo B da Seqüência Principal. Tais estrelas se tornam Cefeidas quando evoluem na direção do ramo das gigantes vermelhas, após a queima nuclear do hidrogênio.

A variabilidade intrínseca destas estrelas é resultado da instabilidade de suas camadas mais externas à pulsação radial, conduzida pela intensa opacidade do hélio ionizado (e hidrogênio) nestas camadas. Uma vez iniciado o processo de expansão ou contração das camadas mais externas, característico desta fase evolutiva, a pulsação é prosseguida devido a camada de hélio ionizado funcionar como uma válvula de armazenamento de energia. O mecanismo de pulsação das Cefeidas pode ser então descrito da seguinte forma: quando a estrela contrai, as camadas mais externas caem em direção ao centro, aquecendo as regiões mais internas ricas em hélio. O aquecimento ioniza os átomos de He, aumentando a opacidade do interior da estrela à radiação e gerando o aumento da pressão e temperatura nessas regiões. A estrela então se expande. A diminuição da temperatura permite a recombinação do He, o que faz diminuir a opacidade e as forças relativas à pressão de radiação. A gravidade novamente se sobrepõe, conduzindo a uma nova contração da estrela e o recomeço do ciclo de pulsação.

As pulsações ocorrem quando as estrelas se encontram dentro de um determinado intervalo de temperaturas efetivas e luminosidades. No diagrama HR, tal intervalo corresponde à chamada faixa de instabilidade das Cefeidas, como a representada na figura 1.3. O número de cruzamentos da faixa de instabilidade (1 a 5 vezes), assim como o tempo de permanência nesta região do diagrama HR, dependem principalmente da massa da estrela. As estrelas de maiores massas atravessam tal faixa com uma maior freqüência e sob um menor intervalo de tempo. O segundo cruzamento da faixa de instabilidade é quase sempre o mais duradouro, ocorrendo durante a fase de queima nuclear do hélio no ramo horizontal.

As taxas de pulsações são governadas basicamente pelas densidades médias das estrelas, podendo ser expressas pela relação período-densidade: $P \propto (\overline{\rho})^{-\frac{1}{2}}$. As Cefeidas possuem períodos de pulsação no intervalo de 1 a 50 dias. A observação de que as Cefeidas menos brilhantes pulsam com períodos de alguns dias, enquanto as mais luminosas pulsam com longos períodos de várias semanas, levou à verificação de que estas estrelas apresentam um relação período-luminosidade bem definida. A primeira descoberta de tal relação foi realizada por Henrietta Leavitt em 1908 (Leavitt (1908)), após observações de estrelas variáveis, ainda não identificadas como Cefeidas, nas Nuvens de Magalhães. Pelo fato desta relação ser bem estreita e calibrada por Cefeidas com distâncias determinadas de formas independentes, uma vez determinada a luminosidade (ou magnitude absoluta) a partir do período de pulsação, e com a magnitude aparente observada, podemos derivar a distância da Cefeida com uma grande precisão. Dessa forma, as Cefeidas tornaramse velas-padrão para a determinação de distâncias na nossa Galáxia e de distâncias das galáxias próximas.

As Cefeidas Clássicas, cujo protótipo é a estrela δ Cephei, estão concentradas ao longo do plano galáctico, sendo portanto estrelas componentes do disco. Por este motivo também são conhecidas como Cefeidas de População I. Diferentemente destas, mas também pertencentes à classe das Cefeidas, as estrelas W Virginis são encontradas a altas latitutes galácticas e em aglomerados globulares. Possuindo menores massas e metalicidades, também são conhecidas como Cefeidas de População II. Para fins de simplicidade, a partir deste ponto chamaremos as Cefeidas Clássicas como apenas Cefeidas.

Sendo estrelas massivas, portanto jovens, e concentradas preferencialmente no disco da Galáxia, as Cefeidas representam objetos com grande potencial para o estudo da estrutura e evolução desta componente galáctica. Dadas estas características, e levando em conta do fato das estrelas do disco se formarem nos aglomerados abertos, podemos esperar pela existência de Cefeidas associadas fisicamente a tais aglomerados. Em vários casos em que a distância do aglomerado é incerta ou ainda não determinada, a verifiacação da correlação física com a Cefeida permite a derivação de uma distância bem estabelecida para o mesmo.

A relação período-luminosidade das Cefeidas expressa a proporcionalidade direta entre estes parâmetros estelares. Sendo a massa e a luminosidade grandezas também diretamente proporcionais, as Cefeidas mais massivas devem ser aquelas que apresentam os maiores períodos de pulsação. O tempo de vida de uma estrela na Seqüência Principal também é uma função da massa. Podemos esperar, dessa forma, por alguma relação entre a idade evolutiva e o período de pulsação da Cefeida. Dadas as idades bem determinadas dos aglomerados, as associações entre estes objetos podem fornecer os dados necessários para a construção de uma relação envolvendo o período da Cefeida e a idade do aglomerado associado. Encontrada tal relação, podemos usá-la para a determinação das idades das Cefeidas. Com isso, construímos um espaço de parâmetros para diversos estudos dinâmicos da Galáxia, tendo as Cefeidas como peças-chave.

1.2.2 Estrelas AGB

As estrelas de baixa-massa e massa intermediária, após a completa conversão do hélio nuclear em carbono e oxigênio durante a passagem pelo ramo horizontal, voltam a se contrair devido ao cessamento das reações nucleares centrais. A contração produz o aumento da temperatura, dando início à queima de hidrogênio e hélio nas camadas em torno do núcleo. Novamente ocorre a expansão das camadas mais externas e a estrela evolui para a região do diagrama H-R conhecida como AGB. Nesta fase, o interior estelar consiste em um núcleo degenerado de C-O envolto por camadas de He e H em processo de fusão e de um envelope convectivo.

A queima do hidrogênio na envoltória se torna a principal fonte de energia da estrela. Entretanto, devido ao aumento da massa de He na camada abaixo da camada de H, há um aumento na taxa da reação triplo- α de queima do He e uma eventual reação em cadeia termonuclear. Tal evento, conhecido como *flash* da camada de He, introduz a estrela no ramo assimptótico com pulsos térmicos (TP-AGB). Durante esta fase, a estrela pode passar por um certo número de pulsos térmicos, dependendo da sua massa. Após o *flash*, a base do envelope convectivo atinge a descontinuidade entre as camadas de H e He, resultando em uma dragagem de material rico em elementos pesados.

Devido aos grandes raios e luminosidades, os envelopes das estrelas AGB são freqüentemente instáveis e sujeitos a pulsações de longa amplitude. Estas são as conhecidas estrelas variáveis de longo período, ou estrelas de tipo Mira (cujo protótipo é a estrela o Ceti), com massas de ~ $1 - 2M_{\odot}$. Seus períodos de pulsação possuem valores de 200-600 dias. Estima-se que elas também obedeçam a uma relação período-luminosidade, com as estrelas mais luminosas possuindo os mais longos períodos.

As pulsações transferem energia para as regiões mais externas da atmosfera estelar, provocando colisões entre as partículas do envelope de poeira. As baixas temperaturas do gás nestas regiões e as colisões entre as partículas favorecem a condensação dos grãos
de poeira. As pulsações e a pressão de radiação transferem *momentum* para o gás e os grãos de poeira do envelope; uma vez ultrapassada a velocidade de escape, uma grande quantidade de massa é ejetada pela estrela. Taxas de perda de massa de $10^{-5}M_{\odot}$ /ano são encontradas comumente em estrelas AGB tardias.

As estrelas AGB são amplamente classificadas como ricas em oxigênio ou carbono baseado na razão de abundância C/O na fotosfera estelar. Acredita-se que tais estrelas comecem como estrelas ricas em O, sendo as ricas em C criadas quando uma grande quantidade deste elemento atinge a fotosfera, após a sua dragagem do núcleo durante os pulsos térmicos.

Estrelas OH/IR

São consideradas como uma extensão das estrelas de tipo Mira, com grandes massas $(\sim 2 - 10 M_{\odot})$ e longos períodos de variabilidade (de 600 a mais de 1000 dias). Os maiores períodos de pulsação promovem grandes taxas de perda de massa, de $\sim 10^{-5} - 10^{-4} M_{\odot}$ /ano. Dessa forma, estas estrelas são capazes de formar um envelope circum-estelar opticamente espesso, tornando-as indetectáveis no óptico. O gás e a poeira que formam o envelope absorvem essencialmente toda a radiação óptica da estrela central, reemitindo-a no infravermelho.

Apresentam forte emissão $maser^2$ da hidroxila OH, freqüentemente observada sob um perfil de duplo pico. Tal emissão maser é originada no envelope de gás e poeira em expansão, onde na linha de visada, o pico com desvio para o azul surge da frente do envelope e o pico com desvio para o vermelho surge do lado oposto. Nesta configuração, metade da velocidade de separação Δv entre os dois picos do maser OH fornece a velocidade de expansão do envelope circum-estelar, e a média destas duas componentes de velocidade dá a velocidade radial da estrela. A correlação entre as variações do maser e da emissão no infravermelho sugere que o maser OH seja bombeado pelos fótons infravermelhos, fornecidos principalmente pela poeira circum-estelar.

A identificação de estrelas OH/IR como membros de aglomerados abertos representa um valioso método para a determinação das velocidades radiais dos aglomerados. As velocidades radiais das estrelas OH/IR são medidas com grande precisão, a partir do perfil

² Microwave Amplification By Stimulated Emission Of Radiation.

da emissão maser descrita anteriormente. Para os casos em que as velocidades radiais dos aglomerados são incertas ou não determinadas, passamos a ter uma boa estimativa deste parâmetro quando tais objetos apresentarem associação física com estrelas OH/IR.

As distâncias das OH/IR ainda não são muito bem determinadas, seja através de métodos cinemáticos ou por suposições a respeito de suas luminosidades. Obtendo uma amostra satisfatória de associações com aglomerados, a derivação de uma relação envolvendo algum parâmetro estelar dependente da distância pode ser usada para o cálculo das distâncias de todas as estrelas. Com o conjunto de velocidades radiais e distâncias, as estrelas OH/IR podem ser usadas em estudos dinâmicos, como a curva de rotação da Galáxia, entre outros.

Estrelas Carbonadas Infravermelhas

Como mencionado, acredita-se que as estrelas AGB ricas em carbono resultem do evento de dragagem do material nuclear rico em carbono às camadas mais externas da estrela, ocorrido durante os pulsos térmicos ao final da fase AGB. Dessa forma, em aspectos globais, as estrelas carbonadas infravermelhas não são muito diferentes das estrelas OH/IR. Essas duas classes representam estágios extremos das estrelas AGB ricas em carbono e oxigênio, com grandes massas e envelopes circum-estelares mais espessos devido às maiores taxas de perda de massa. A principal distinção observável entre as estrelas carbonadas e as OH/IR é a abundância dos elementos das primeiras ser caracterizada por uma maior quantidade de carbono, tanto na composição do gás molecular quanto da poeira. Além disso, as estrelas carbonadas não apresentam a emissão *maser* OH.

Acredita-se que a distribuição das estrelas AGB ricas em carbono na Galáxia seja diferente da distribuição das estrelas OH/IR. As distâncias destas estrelas geralmente são determinadas a partir de relações período-luminosidade para as correspondentes estrelas das Nuvens de Magalhães, ou através de considerações de magnitudes absolutas bolométricas constantes. Dadas as relativas incertezas nestas medidas, a identificação destas estrelas em aglomerados abertos permite uma estimativa direta de suas distâncias.

A explicação de porque algumas estrelas AGB viram ricas em carbono enquanto outras continuam ricas em oxigênio não é muito bem estabelecida. Uma hipótese seria a quantidade de pulsos térmicos sofridos pela estrela, o que depende da sua massa. As associações de estrelas AGB ricas em carbono com aglomerados pode servir para a estimativa da massa das mesmas quando na Seqüência Principal, através da idade do aglomerado.

1.2.3 Nebulosas Planetárias

A fase AGB termina com a depleção do envelope de H por perda de massa. Quando a massa do envelope de H se reduz a um valor abaixo de ~ $10^{-3}M_{\odot}$, para uma massa do núcleo de de 0, 60 M_{\odot} , a estrela começará a evoluir através do lado azul do diagrama HR. A contração da estrela central, com luminosidade praticamente constante, faz a temperatura efetiva crescer até um valor de $T_* \sim 30~000$ K. Com o aumento da intensidade do campo de radiação, a matéria expelida durante a fase AGB é ionizada, resultando em uma nebulosa circum-estelar. O aparecimento de linhas de recombinação de H, He, e linhas proibidas de metais tornará a nebulosa facilmente observável no visível, sinalizando o início da fase de nebulosa planetária.

Os gases da nebulosa planetária se afastam da estrela central a velocidades de alguns quilômetros por segundo. Ao passo que a nebulosa se expande, a temperatura da estrela central aumenta devido à sua concentração, podendo atingir temperaturas efetivas de ~ 10^5 K. As reações de fusão do hidrogênio ocorrem em uma camada ao redor do núcleo de carbono e oxigênio. Posteriormente, a estrela central começa a resfriar devido à irradiação de sua energia e cessamento das reações de fusão no envelope de H, uma vez que ela não é massiva o suficiente para gerar a temperaturas nucleares necessárias para a fusão do carbono e oxigênio. Eventualmente, a estrela resfria o bastante para deixar de fornecer a radiação ultravioleta, necessária para a ionização do gás neutro presente na distante nebulosa. A estrela central se torna uma anã branca, enquanto o gás ionizado da nebulosa sofre a recombinação, tornando-a invisível.

Parece existir uma variedade de razões que limitam as possibilidaes de se encontrar nebulosas planetárias associadas a aglomerados abertos. Visto o fato das nebulosas serem estágios extremos da evolução de estrelas com massas ~ 1 - 8 M_{\odot} , apenas aquelas provenientes de estrelas massivas ($M_* > 5 M_{\odot}$) poderiam estar presentes nos aglomerados. Isto porque as estrelas menos massivas deste intervalo devem chegar ao estágio de nebulosa planetária num tempo superior às idades médias encontradas para os aglomerados. Além disso, as estrelas mais massivas passam pela fase de nebulosa planetária num curto intervalo de tempo, da ordem de 1000 anos. Isto diminui as chances de serem observadas como membros de aglomerados abertos. Entretanto, já que as nebulosas planetárias, em termos de evolução, são muito próximas das estrelas OH/IR, tais identificações não são improváveis.

A descoberta destas associações permite estimar as distâncias para um certo número de nebulosas, dadas as distâncias dos aglomerados associados. As distâncias das nebulosas planetárias são geralmente determinadas a partir de relações envolvendo parâmetros físicos observáveis destes objetos, assim como de suposições sobre a estrutura da nebulosa. Freqüentemente carregam grandes incertezas associadas. As associações também permitem a obtenção de uma amostra de nebulosas com idades bem estabelecidas. Tais idades são úteis no estudo da relação entre a massa inicial da estrela na Seqüência Principal e a massa final, na fase de estrela central de nebulosa planetária.

1.2.4 Pulsares

Para as estrelas de alta massa $(M_* \sim 8 - 25 M_{\odot})$, a menor densidade interna permite a queima de He com uma menor contribuição da pressão de degenerescência dos elétrons. Isto resulta em condições mais estáveis para o núcleo estelar, como é indicado pela não ocorrência do *flash* do He, nem mudanças bruscas na trajetória evolutiva observada no diagrama HR. Após a conversão do núcleo de He em um núcleo de C-O não degenerado, a temperatura interna é suficiente para a fase de ignição do carbono e a conversão deste em elementos mais pesados. O núcleo estelar se desenvolve rapidamente, passando por várias etapas de fusão nuclear. A estratificação da estrutura estelar é evidenciada pela ocorrência de diferentes processos de fusão nuclear nas camadas internas, a medida que a temperatura aumenta na direção do centro. Na camada mais externa ocorre a fusão do H, na camada subseqüente ocorre a queima do He, nas camadas seguintes ocorrem as queimas do C, O, Ne, Mg, Si, etc, até o Fe, o qual compõe a parte mais interna do núcleo estelar. Durante estas fases as estrelas saem da SP diretamente para a região das supergigantes vermelhas no diagrama HR.

Como a energia de ligação do núcleo de ferro é a mais alta, ao invés de liberar energia na captura de um fóton, ele se rompe. Com o fim da produção de energia na região central da estrela, a pressão não é suficiente para sustentar a força gravitacional, causando a im-

plosão estelar. As altas temperaturas ($\sim 10^9 \text{K}$) são suficientes para gerar fótons energéticos e dar início ao processo de fotodesintegração, transformando os núcleos de Fe em prótons e nêutrons. A energia absorvida da fotodesintegração acarreta a aceleração do colapso estelar. Com o aumento da densidade, os prótons e elétrons são combinados de forma a produzir mais nêutrons e neutrinos. As altas densidades (~ $10^{18} kg m^{-3}$) causam a degenerescência dos nêutrons, de forma semelhante à degenerescência eletrônica que ocorre nas anãs brancas. A pressão dos nêutrons degenerados reduz o colapso gravitacional do núcleo estelar. Em reação à compressão interrompida, o núcleo se expande violentamente, produzindo uma onda de choque que se propaga pelas camadas externas da estrela. Este evento altamente energético é conhecido como explosão de supernova de Tipo II. As camadas externas da estrela são ejetadas, levando os elementos sintetizados em seu interior para o meio interestelar. A parte mais interna do núcleo estelar, composta basicamente de nêutrons, permanece intacta. Tal remanescente recebe o nome de estrela de nêutrons, caracterizada pela alta velocidade de rotação e intenso campo magnético. Os pulsares são identificados como sendo estrelas de nêutrons cujo eixo de rotação não coincide com o eixo magnético que define a direção do feixe de radiação emitido pela estrela. Tal feixe é produzido por partículas carregadas que são aceleradas pelas linhas de campo magnético (radiação síncrotron). Se a linha de visada do observador for na direção deste feixe, a cada rotação da estrela pulsos de radiação serão detectados.

As estrelas massivas dos aglomerados abertos mais jovens, em princípio, evoluíram rapidamente até darem origem a explosões de supernovas de Tipo II e a formação de estrelas de nêutrons. Muitas destas ainda podem ser detectáveis na forma de pulsares. Portanto, é esperado que um certo número de pulsares se apresentem associados a aglomerados abertos. Tais associações permitem a determinação mais precisa das distâncias destes objetos. As distâncias dos pulsares são comumente obtidas através de medições do atraso entre pulsos observados em duas ou mais freqüências, além da estimativa para a densidade eletrônica média do meio interestelar. Um fator que gera grandes incertezas nas distâncias destes objetos é justamente a determinação da densidade de elétrons livres e sua variação através da Galáxia.

1.3 Plano de Trabalho

O presente estudo consiste na procura de associações físicas entre aglomerados abertos e os vários tipos de objetos pós-Seqüência Principal descritos anteriormente. Encontradas as associações, serão analisadas as suas implicações na possível determinação de parâmetros físicos dos objetos, assim como a importância trazida na melhor caracterização dos aglomerados abertos.

Esta dissertação é estruturada da seguinte forma:

- No capítulo 2 apresentamos a metodologia utilizada para o cruzamento de catálogos dos objetos estudados com o catálogo de aglomerados abertos. São apresentados os critérios de seleção utilizados para a construção das amostras de associações, assim como os critérios adotados para casos específicos e as justificativas para os mesmos. As tabelas contendo as associações encontradas são apresentadas ao final de cada seção.
- No capítulo 3 apresentamos os principais resultados obtidos com o uso das associações encontradas para cada tipo de objeto estudado. Analisamos as implicações de tais associações acerca das propriedades físicas dos objetos e suas correlações com parâmetros físicos dos aglomerados abertos, em especial as suas idades e distâncias.
- No capítulo 4 apresentamos as conclusões finais e as perspectivas de extensão deste estudo, como a continuidade e aprofundamento de alguns dos temas abordados no decorrer do capítulo 3.

Capítulo 1. Introdução

Capítulo 2.

Metodologia Para o Cruzamento de Catálogos

Neste capítulo mostramos uma descrição do método utilizado para os cruzamentos de catálogos dos objetos estudados. São apresentados critérios gerais adotados na seleção das associações, assim como justificativas para os mesmos. Casos particulares, onde critérios de seleção específicos devem ser utilizados, também são relatados. Ao final de cada seção, são apresentadas as associações encontradas entre aglomerados abertos e os vários tipos de objetos pós-Seqüência Principal estudados.

2.1 Descrição do Método

A procura por associações entre os objetos estudados neste trabalho e aglomerados abertos foi realizada através de cruzamentos de catálogos, processados por meio de programação em *IDL (Interactive Data Language)*. Para todos os cruzamentos foi utilizado o catálogo de aglomerados abertos *New Catalogue of Optically Visible Open Clusters and Candidates* publicado por Dias et al. (2002a) (DAML02)¹, versão 2.9, atualizado em abril de 2008. Tal catálogo, que representa uma atualização dos catálogos prévios de Lyngä (1987) e Mermilliod (1995), contém 1776 objetos com parâmetros físicos como: distância (60,92%); idade (53,43%); movimento próprio (50,11%); e velocidade radial (25,17%). Os catálogos dos demais objetos foram obtidos através de consulta ao banco de dados *VizieR Catalogue Service at CDS*², os quais serão referenciados no decorrer desta dissertação.

Os critérios de seleção adotados para a procura por identificações dos objetos pós-Seqüência Principal como membros físicos de aglomerados abertos obedeceram à seguinte

¹ http://www.astro.iag.usp.br/~wilton/

² http://webviz.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR

ordem:

- Coincidência espacial: posição do objeto em coordenadas galácticas a uma distância projetada da posição do centro do aglomerado, também em coordenadas galácticas, de três vezes o raio aparente do aglomerado;
- Diâmetro aparente do aglomerado menor que 5° para evitar associações com aglomerados que possuem uma grande extensão aparente no céu;
- Concordância cinemática: concordância entre os parâmetros cinemáticos dos objetos associados, ou seja, concordância entre os valores de velocidade radial e/ou entre os valores de movimento próprio em ascensão reta e declinação;
- 4. Havendo concordância entre um dos parâmetros cinemáticos mencionados acima, verificação de concordância entre as distâncias dos objetos quando possível.

O primeiro critério mencionado acima é baseado em estudo de Kholopov (1969) sobre análises de contagens de estrelas nas vizinhanças de aglomerados estelares. O autor conclui que todo aglomerado estelar engloba no mínimo duas regiões principais, o núcleo e a coroa. A razão entre o raio da coroa e o raio do núcleo está correlacionada com a massa do aglomerado, indo de 2,5 a 3 para aglomerados com um pequeno número de membros, a 10 para os aglomerados mais populosos. Entende-se a coroa dos aglomerados como a região ocupada pelas estrelas membros localizadas além das fronteiras visíveis destes; o núcleo englobando a região central mais densa e a coroa compreendendo a região externa menos densa. Mais recentemente, em catálogo contendo dados de 520 aglomerados abertos publicado por Kharchenko et al. (2005) a partir das observações Tycho-2 da missão Hipparcos, tais autores concluem que os diâmetros angulares dos aglomerados foram sistematicamente subestimados na literatura. Encontram que, em média, o raio da coroa dos aglomerados é de 2,5 vezes maior que o raio do núcleo. Tais argumentos reforçam o significado de se selecionar os objetos que estão a uma distância projetada do centro do aglomerado de três vezes o raio deste. Isto também possibilita o trabalho com uma amostra de associações estatisticamente mais significante.

O segundo critério se deve ao fato de aglomerados que possuem um grande diâmetro aparente apresentarem, dessa forma, uma extensa área aparente no céu, aumentando assim a ocorrência de coincidência espacial entre estes e os vários tipos de objetos estudados. A grande maioria destas associações são espúrias, representando objetos que apenas por meio de projeção são encontrados dentro da área do aglomerado utilizada para o cruzamento. A seleção de aglomerados com diâmetro aparente menor que 5° visa diminuir a quantidade de associações espúrias mencionadas acima.

O terceiro critério de seleção é, talvez, o mais importante, visto o conteúdo físico reportado por este. A concordância em valores de velocidade espacial, expressa nas componentes radial e tangencial, permite a seleção de uma amostra de associações com uma maior probabilidade de correlação física entre os membros.

O quarto critério estabelece um vínculo adicional ao critério de concordância cinemática. Dado o fato de objetos na mesma linha de visada, e a distâncias distintas, poderem apresentar velocidades espaciais semelhantes, cujas componentes dominantes sejam devidas à rotação em torno do centro galáctico, a concordância nos valores de distâncias dos objetos, junto à concordância cinemática, corrobora na associação física entre os mesmos. Como será descrito adiante, tal critério pode ser aplicado com rigor apenas para o caso das associações entre aglomerados e Cefeidas, visto as distâncias destas últimas serem determinadas com grande precisão através da relação período-luminosidade. Para os demais objetos, o critério acima será usado apenas quando dados de velocidade radial de um dos componentes não forem disponíveis, o que pode ser justificado pelo fato destes apresentarem grandes incertezas associadas na determinação de suas distâncias.

O critério de concordância em valores de avermelhamento não foi tomado por este não ser um forte indicador de coincidência espacial. Segundo Neckel & Klare (1980), a distribuição espacial da extinção interestelar próxima do Sol é claramente definida, e indica que a poeira está concentrada em nuvens distintas em vez de uniformemente distribuída ao longo do plano Galáctico. Majaess et al. (2007) também argumentam que existem longos gaps entre nuvens de poeira ao longo da linha de visada, de um kiloparsec ou mais, dentro dos quais todas as estrelas compartilham avermelhamentos similares. Pequenas variações espaciais no avermelhamento podem ser atribuídas a variações na densidade dentro das nuvens. Dessa forma, aglomerados abertos podem apresentar extinção diferencial ao longo de suas extensões.

A seguir serão relatados, para cada objeto estudado, os catálogos utilizados para os

cruzamentos, os critérios de seleção adotados para os casos particulares, assim como os resultados obtidos a partir de cada cruzamento.

2.2 Cefeidas Clássicas

Foram utilizados catálogos de Cefeidas clássicas publicados por Berdnikov et al. (2003)³, contendo dados de 440 Cefeidas; Berdnikov et al. $(2008)^4$, com dados de 577 Cefeidas; e base de dados de Cefeidas Clássicas Galácticas online do David Dunlap Observatory⁵, contendo dados de 509 objetos. Todos os critérios de seleção mencionados na seção 2.1 foram obedecidos, resultando em 32 associações entre Cefeidas e aglomerados abertos. Dentre estas, 21 associações possuem confirmação na literatura. As 11 restantes podem ser consideradas como novas associações. As tabelas 2.1 e 2.2 mostram os resultados para as associações confirmadas e novas, respectivamente. As colunas das tabelas designam os seguintes parâmetros: 1- nome do aglomerado aberto; 2- identificação GCVS da Cefeida; 3o parâmetro adimensional ρ definido como a razão entre a distância aparente, projetada no céu, da Cefeida até o centro do aglomerado e o raio aparente do aglomerado; 4- distância do aglomerado em kpc; 5- distância da Cefeida em kpc; 6- velocidade radial heliocêntrica do aglomerado em $km \ s^{-1}$; 7- velocidade radial heliocêntrica da Cefeida em $km \ s^{-1}$; 8 e 9- movimento próprio do aglomerado em ascensão reta e declinação em unidades de milisegundos de arco por ano, respectivamente; 10 e 11- movimento próprio da Cefeida em ascensão reta e declinação em unidades de milisegundos de arco por ano, respectivamente.

O apêndice A apresenta um breve resumo dos estudos publicados na literatura acerca de cada associação pertencente ao "grupo das confirmadas"; são, essencialmente, estudos fotométricos dos aglomerados abertos que confirmam, na maioria dos casos, a associação destes com as Cefeidas em questão. Deve-se destacar o fato de que as associações entre os pares aglomerado - Cefeida, NGC 1647 - SZ Tau e Trumpler 35 - RU Sct, não foram obtidas através dos cruzamentos de catálogos, mas através de buscas por associações na literatura. Isto pode ser observado quando se verificam os valores para o parâmetro ρ destas associações, os quais superam ligeiramente o raio de cruzamento utilizado (três raios do aglomerado) no procedimento de procura por coincidências espaciais entre os objetos.

Alguns casos de relativas discrepâncias entre velocidades radiais são encontradas nas seguintes associações: NGC 6087 - S Nor; NGC 2546 - AT Pup; e ASCC 69 - S Mus. Para

 $^{^{3}\} http://www.sai.msu.su/groups/cluster/CEP/RADVEL/Cepheids.dat$

⁴ http://webviz.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR-4

⁵ http://www.astro.utoronto.ca/DDO/research/cepheids/

todos estes casos, as Cefeidas associadas fazem parte de sistemas binários, podendo ser esta a causa das divergências em velocidades radiais encontradas. Além destas, as seguintes Cefeidas também apresentam companheiras próximas: SU Cyg; DL Cas; RU Sct; CG Cas; e Y Car.

Embora o critério de concordância em valores de excesso de cor não tenha sido tomado, pelos motivos apresentados na seção 2.1, observa-se uma boa concordância deste parâmetro nas associações encontradas (figura 2.1).

A figura 2.2 mostra uma comparação entre as magnitudes absolutas visuais das Cefeidas, obtidas usando a relação:

$$M_V = V + 5(1 - \log d) - R_V \cdot E(B - V) , \qquad (2.1)$$

onde V é a magnitude aparente visual, R_V é a razão entre a absorção total e a seletiva $(R_V = 3, 1)$, e E(B-V) é o excesso de cor da Cefeida. As magnitudes absolutas mostradas na figura 2.2 são calculadas de duas formas diferentes: utilizando as distâncias dos aglomerados aos quais as Cefeidas foram associadas (eixo x); e utilizando as distâncias das Cefeidas catalogadas em Berdnikov et al (2003) (eixo y), obtidas através do emprego de uma relação período-luminosidade P-L. Analisando tal figura, verifica-se, no geral, uma boa concordância entre as magnitudes absolutas calculadas, sendo a maior discrepância encontrada para a Cefeida IT Car (ponto circundado por um círculo vermelho). A causa de tamanho desvio é a grande diferença entre a distância do aglomerado ASCC 65 ($d = 3, 50 \ kpc$) e da Cefeida ($d = 1, 426 \ kpc$). Entretanto, como pode ser verificado na tabela 2.2, estes objetos apresentam grande concordância em velocidades radiais e movimentos próprios.



Figura 2.1: Comparação entre os excessos de cor dos aglomerados abertos e das Cefeidas associadas. A reta y = x está representada.



Figura 2.2: Magnitudes absolutas visuais das Cefeidas: eixo x - utilizando as distâncias dos aglomerados; eixo y - utilizando as distâncias catalogadas das Cefeidas. O ponto com um círculo vermelho destaca os valores calculados para a Cefeida IT Car. A reta y = x está representada.

confirmadas na literatura.
Associações
abertos:
lomerados
a ag
associadas
Cefeidas
1
Tabela 2.1

1	2	3	4	3	9	7	8	6	10	11
Aglomerado	Cefeida	φ	d_{aglom} (kpc)	d_{Cef} (kpc)	$VR_{aglow} \ (km \ s^{-1})$	VR_{Cef} $(km \ s^{-1})$	$\mu_{lpha a g lom}$ (mas/ano)	$\mu \delta a g lom \ ({ m mas}/{ m ano})$	$\mu_{lpha Cef}$ (mas/ano)	$\mu_{\delta Cef}$ (mas/ano)
vdBergh 1	CV Mon	0.482	1.6870	1.4961	18.90	18.90	3.76	-4.78	-4.780	-3.630
NGC 6067	V340 Nor	0.198	1.4170	1.6610	-39.90	-40.00	-1.72	-2.48	27.000	3.000
NGC 6067	QZ Nor	2.586	1.4170	1.6222	-39.90	-38.60	-1.72	-2.48	-8.000	0.000
IC 4725	U Sgr	0.105	0.6200	0.5424	2.400	2.70	-4.01	-5.70	-4.150	-6.050
NGC 6664	EV Sct	1.956	1.1640	1.6235	17.80	17.40	-0.31	-2.31	1.160	-2.840
NGC 6664	Y Sct	2.956	1.1640	1.5547	17.80	12.30	-0.31	-2.31	-0.630	-2.200
Turner 9	SU Cyg	0.035	0.8520	0.7270	-18.50	-21.40	0.63	-3.60	0.280	-3.050
NGC 129	DL Cas	0.045	1.6250	1.5704	-43.20	-36.80	-1.06	1.60	-0.750	-1.380
Lynga 6	TW Nor	0.512	1.6000	2.0808	-59.40	-56.60	-13.61	-1.83	-13.61	-1.830
NGC 6087	S Nor	0.310	0.8910	0.7969	-9.00	5.80	-2.35	-3.90	-1.100	-1.200
Ruprecht 79	CS Vel	1.054	1.9790	3.0940	21.40	26.80	-8.63	2.91	-10.00	-20.00
NGC 6649	V367 Sct	0.984	1.3690	2.1020	-8.80	-8.40	0.93	-3.84		
Collinder 394	BB Sgr	1.708	0.6900	0.7028	6.000	6.400	-2.42	-7.20	-0.580	-4.930
Platais 1	V1726Cyg	0.768	1.2680	1.8384		-15.80	-3.73	-3.97	-1.000	-8.000
NGC 7790	CE CasA	0.720	2.9440	2.9940	-80.20	-78.10	-0.73	-2.14		
NGC 7790	CE CasB	0.720	2.9440	3.0680	-80.20		-0.73	-2.14		
NGC 7790	CF Cas	0.407	2.9440	3.2830	-80.20	-77.70	-0.73	-2.14	-0.730	-2.140
NGC 1647	SZ Tau	3.383	0.5400	0.4904	-2.00	-0.50	-1.77	-2.00	-3.760	-6.770
NGC 5662	V Cen	2.066	0.6660	0.6208	-23.20	-23.20	-5.02	-5.50	-5.970	-7.180
Trumpler 35	RU Sct	3.266	1.2060	1.8329	-4.70	-5.00	-1.24	-2.80	1.040	-2.600
Berkelev 58	CC Cas	9 985	3 7150	0660 6		06 04	0 H V	100	0000	0000

Seção 2.2. Cefeidas Clássicas

Associações.
Novas
abertos:
erados
ı aglom
associadas a
Cefeidas
2.2 -
Tabela

1	2	ŝ	4	2 C	9	7	8	6	10	11
glomerado	Cefeida	φ	d_{aglom} (kpc)	d_{Cef} (kpc)	$\frac{VR_{aglom}}{(km \ s^{-1})}$	$\frac{VR_{Cef}}{(km \ s^{-1})}$	$\mu_{lpha aglom}$ (mas/ano)	$\mu \delta a g lom$ (mas/ano)	$\mu_{\alpha Cef}$ (mas/ano)	$\frac{\mu \delta C e f}{(\max/ano)}$
NGC 2546	AT Pup	2.275	0.9190	1.3878	16.00	26.70	-3.99	3.50	-4.470	4.300
NGC 2345	TV CMa	2.596	2.2510	1.8895		39.00	-1.30	-0.05	-1.410	-2.670
NGC 129	V379 Cas	2.715	1.6250	1.3983	-43.20	-38.20	-1.06	1.60	-9.000	2.000
rumpler 18	GH Car	2.913	1.3580	2.2450	-20.00		-8.17	1.37	-8.560	3.740
ASCC 2	FM Cas	2.751	1.2000	1.6863		-29.20	-0.91	-3.94	-0.550	-3.980
ASCC 8	SZ Cas	2.753	2.2000	2.8327	-42.00	-45.90	-1.24	0.57	0.500	-1.000
ASCC 60	\mathbf{Y} Car	0.171	0.8000	1.1820	-14.50	-14.50	-7.35	2.36		
ASCC 65	IT Car	1.429	3.5000	1.4260	-13.40	-14.90	-6.83	0.88	-6.910	2.090
ASCC 69	S Mus	1.643	1.0000	0.7506	2.000	-1.70	-7.52	-0.64	-7.650	-0.270
ASCC 111	V402 Cyg	0.929	1.6000	1.7445	-14.20	-13.50	-0.45	-3.90	-1.440	-4.690
ASCC 120	AK Cep	0.939	2.5000	3.1609	-60.80	-56.90	-2.99	-1.54	-2.030	-1.480

2.3 Estrelas OH/IR

Para o estudo com as estrelas OH/IR, foram utilizados catálogos publicados pelos seguintes autores: 1- Lepine et al. (1995); 2- Chengalur et al. (1993); 3- Chen et al. (2001); 4- Sevenster (2002); 5- Lewis et al. (2004). Também fez-se uso de um catálogo contendo 1679 fontes OH, com dados de magnitudes aparentes nas bandas K e $12\mu m$; índices de cor [J-H], [H-K], [K-L], [L-M], [L- $12\mu m$], $[12\mu m-25\mu m]$ e $[25\mu m-60\mu m]$; períodos de pulsação; componentes da velocidade radial, relativa ao LSR, da emissão maser OH; coordenadas Galácticas; identificação IRAS (*Infra Red Astronomical Satellite*); classificação da fonte de acordo com van der Veen e Habing (1988) e *Valinhos 2,2 µm survey* (Epchtein et al. (1985)).

A primeira estimativa de associação física entre as estrelas OH/IR e os aglomerados abertos foi baseada na verificação de concordância entre as velocidades radiais heliocêntricas, além do critério de coincidência espacial. Com exceção do catálogo de Lewis et al. (2004), os demais fornecem as velocidades radiais observadas relativas ao padrão local de repouso (LSR - *Local Standard of Rest*), ou as velocidades relativas aos dois picos da emissão maser da molécula OH na linha de visada. Para estas últimas, a velocidade radial no LSR é calculada tomando-se a média aritmética das velocidades dos dois picos.

Para o cálculo das velocidades radiais heliocêntricas, primeiramente realizou-se a decomposição das velocidades radiais no LSR no sistema de eixos u (orientado no sentido do anti-centro Galáctico), v (orientado no sentido de rotação do LSR em torno do centro Galáctico) e w (orientado na direção perpendicular ao plano, no sentido do Pólo Norte Galáctico), de acordo com o sistema de equações abaixo:

$$v = v_{rad} \cdot \operatorname{sen} l \cdot \cos b$$

$$u = -v_{rad} \cdot \cos l \cdot \cos b \qquad (2.2)$$

$$w = v_{rad} \cdot \operatorname{sen} b$$

onde v_{rad} representa a velocidade radial no LSR da estrela, $l \in b$ a longitude e a latitude galácticas, respectivamente.

Em seguida, para cada componente $u, v \in w$ das velocidades radiais das estrelas, foram subtraídos os valores correspondentes das componentes solares. Usaram-se os valores para as componentes da velocidade peculiar do Sol, com relação ao LSR, de acordo com os



Figura 2.3: Representação do sistema de eixos para definição das componentes de velocidades: \vec{u} está direcionado ao longo do raio vetor que liga o centro galáctico (CG) ao Sol, positivo no sentido do anticentro; \vec{v} está contido no plano galáctico, perpendicular à \vec{u} , e positivo no sentido da rotação galáctica; \vec{w} é perpendicular ao plano galáctico e positivo no sentido do pólo Norte Galáctico.

estabelecidos pelo modelo *Standard* do movimento solar (Mihalas e Binney (1981)):

$$u_{\odot} = -10, 4 \ km \ s^{-1}$$

$$v_{\odot} = 14, 8 \ km \ s^{-1}$$

$$w_{\odot} = 7, 3 \ km \ s^{-1}$$
(2.3)

Por último, somaram-se as projeções das novas componentes na linha de visada das estrelas, obtendo-se assim as velocidades radiais heliocêntricas para cada objeto.

As velocidades radiais no LSR, calculadas a partir da média das duas componentes de velocidade obtidas do espectro da emissão maser, em 1612 MHz, são, dessa forma, determinadas com grande precisão. Incertezas associadas à tais medidas devem ser de origem principalmente instrumental. As incertezas nas velocidades radiais das estrelas OH/IR devem ser, como conseqüência, menores que as relativas às dos aglomerados abertos. Sendo assim, tomou-se como critério de concordância cinemática a situação em que os erros nas velocidades radiais heliocêntricas dos aglomerados funcionam como limites inferiores e superiores para o intervalo de valores admitidos pelas velocidades radiais heliocêntricas das OH/IR.

$$\left| V_{r \ OH/IR} - V_{r \ aglom} \right| \le \epsilon_{V_{r \ aglom}} , \qquad (2.4)$$

onde $V_{r OH/IR}$ é a velocidade radial heliocêntrica da estrela OH/IR; $V_{r aglom}$ é a velocidade radial heliocêntrica do aglomerado aberto; e $\epsilon_{V_{r aglom}}$ é o erro na velocidade radial do aglomerado.

Uma fonte de incertezas nas velocidades radiais heliocêntricas das estrelas OH/IR pode surgir quando do uso de um determinado conjunto de componentes para a velocidade do Sol com relação ao LSR. Como mencionado anteriormente, foram usadas as componentes definidas pelo modelo *Standard* para o movimento peculiar do Sol. Tal modelo é definido como sendo o movimento solar relativo às estrelas mais brilhantes, de tipos espectrais A a G, incluindo anãs, gigantes e supergigantes. Mihalas e Binney (1981) comentam que tal modelo não tem uma interpretação física óbvia, não sendo necessariamente a melhor representação do movimento peculiar do Sol. Já o modelo Basic define esta grandeza a partir das velocidades mais comumente medidas para estrelas na vizinhança solar. De acordo com este modelo, as componentes solares são (Mihalas e Binney (1981)): $u_{\odot} = -9 \ km \ s^{-1}$; $v_{\odot} = 11 \ km \ s^{-1}$; e $w_{\odot} = 6 \ km \ s^{-1}$. Outros valores para tais componentes têm sido propostos na literatura. Observa-se que há uma boa concordância entre as componentes u_{\odot} e w_{\odot} estimadas por diferentes autores. A discrepância mais significativa é encontrada nos valores apresentados para v_{\odot} ; Dehnen e Binney (1998) lembram que v_{\odot} depende das cores das estrelas tomadas como referência para o LSR. Abad et al. (2003) recomendam o valor para v_{\odot} de 18 $km~s^{-1},$ enquanto que Dehnen e Binney (1998) estimam uma magnitude de 5,25 $km\ s^{-1}$ para tal componente. Dias e Lépine (2005), em estudo sobre a velocidade de rotação do padrão espiral da Galáxia, encontram um valor mais apropriado para v_{\odot} de 8 $km s^{-1}$. Usando os diferentes conjuntos de componentes da velocidade peculiar do Sol, estimou-se uma variação máxima produzida de aproximadamente 5 $km \ s^{-1}$ nas velocidades radiais heliocêntricas das estrelas. Para isso, foram desconsiderados os valores extremos de v_{\odot} , 5, 25 km s⁻¹ e 18 km s⁻¹. Tais argumentos levaram à seleção adicional daquelas associações cujas diferenças em velocidade radial heliocêntrica dos objetos ficaram compreendidas no intervalo entre $\pm 5 \ km \ s^{-1}$:

$$|V_{r \ OH/IR} - V_{r \ aglom}| \le 5 \ km \ s^{-1}$$
 (2.5)

Dessa forma, para a obtenção das associações, além dos critérios de seleção 1 e 2, fez-se uso do critério de concordância cinemática selecionando aquelas associações que satisfizeram as relações expressas pelas equações 2.4 e 2.5. Dos catálogos de estrelas OH/IR utilizados, apenas aquele publicado por Lepine et al. (1995) apresenta distâncias dos objetos. Tais distâncias foram estimadas pelos autores a partir de relações entre magnitude absoluta em 25 μm versus índice de cor [K-L], e magnitude absoluta na banda L versus [K-L], dadas por Whitelock et al. (1991). Entretanto, nenhuma associação entre estrelas OH/IR e aglomerados abertos foi encontrada com o referido catálogo, após tomados os critérios de seleção mencionados anteriormente. Isto pode ser explicado, em parte, pelo fato de tais autores haverem eliminado da amostra estrelas com valores de altura galáctica z menores que 50 pc, devido à alta extinção no plano galáctico e à grande probabilidade da estrela ser uma supergigante. As estrelas OH/IR também não possuem dados de movimento próprio catalogados. A seleção das associações foi feita, portanto, apenas levando em conta os critérios de coincidência espacial e concordância em velocidade radial heliocêntrica dos objetos.

Foram obtidas, dessa forma, 17 associações entre estrelas OH/IR e aglomerados abertos. A tabela 2.3 mostra os resultados. As colunas designam os seguintes parâmetros: 1nome do aglomerado aberto; 2- identificação IRAS da estrela OH/IR; 3- o parâmetro adimensional ρ definido como a razão entre a distância aparente, projetada no céu, da estrela OH/IR até o centro do aglomerado e o raio aparente do aglomerado; 4- velocidade radial heliocêntrica do aglomerado; 5- velocidade radial heliocêntrica da estrela OH/IR.

1	2	3	4	5
Aglomerado	IRAS-OH/IR	ρ	$V_{r_{aglom}}$	$V_{r_{OH/IR}}$
			$(km \ s^{-1})$	$(km \ s^{-1})$
ASCC 58	IRAS10133-5413	1.241	8.00	3.71
Platais 12	IRAS13341-6246	1.642	-11.90	-16.30
Platais 12	IRAS13421-6125	1.919	-11.90	-11.40
Platais 12	IRAS13582-6033	2.916	-11.90	-8.05
Platais 12	IRAS13305-6316	1.985	-11.90	-2.40
ASCC 76	IRAS13517-6515	2.711	-14.00	-15.86
ASCC 80	IRAS15198-6032	2.383	-25.00	-28.11
Trumpler 27	IRAS17326-3324	2.114	-15.80	-13.26

Tabela 2.3 - Estrelas OH/IR associadas a aglomerados abertos.

Continua na próxima página...

1	2	3	4	5
Aglomerado	IRAS-OH/IR	ρ	$V_{r_{aglom}}$	$V_{r_{OH/IR}}$
_			$(km \ s^{-1})$	$(km \ s^{-1})$
NGG ALE		0.004	14.50	15 01
NGC 6475	IRAS17453-3340	2.304	-14.70	-17.61
NGC 6475	IRAS17466-3634	2.933	-14.70	-19.24
NGC 6709	IRAS18501 + 1019	2.708	-7.00	-3.92
ASCC 105	IRAS19448 + 2653	1.951	-18.70	-19.58
NGC 7419	$\operatorname{IRAS22525+6033}$	0.633	-74.00	-71.45
Pismis-Moreno 1	IRAS22176 + 6303	1.131	-23.20	-18.79
NGC 6231	IRAS16498-4143	1.273	-27.20	-27.89
NGC 6530	IRAS18022-2434	2.549	-6.40	-11.47
Dol-Dzim 9	IRAS18099+3127	2.757	—	4.42

Tabela 2.3 - Continuação

Notam-se alguns casos particulares. Houve quatro associações de estrelas OH/IR com o aglomerado Platais 12, devidas, principalmente, à relativa grande extensão espacial deste aglomerado (diâmetro angular de 2°), assim como ao grande erro na sua velocidade radial, de 9,5 km s⁻¹. A confiabilidade sobre a coexistência das quatro associações pode ser questionável. Entretanto, com os dados analisados neste estudo, parecem não haver critérios para se propor aquelas que são, dentre as quatro, as mais prováveis, e excluir as que possivelmente representariam associações espúrias. A seleção por menores valores da razão entre a distância aparente da estrela OH/IR ao centro do aglomerado e o raio aparente deste. representada pelo parâmetro ρ , também parece ser imprópria devido a possíveis efeitos de projeção das posições destes objetos no plano do céu. Em outras palavras, os menores valores de ρ não significam, necessariamente, maiores probabilidades de associação física entre os objetos. No caso da associação envolvendo o aglomerado Dol-Dzim 9, o qual não possui dado de velocidade radial, observou-se uma forte evidência de associação entre os objetos devido à alta latitude galáctica apresentada por estes, de ~ 21,6° para a estrela OH/IR IRAS18099+3127 e $\sim 22, 3^{\circ}$ para o aglomerado. Tal fato foi considerado suficiente para a inclusão desta associação no presente estudo, embora medidas futuras da velocidade radial do aglomerado possam confirmar, ou não, a concordância cinemática entre os objetos.

A título de verificação da consistência nas associações encontradas, foram calculadas as distâncias cinemáticas das estrelas OH/IR para comparação com as distâncias dos aglomerados. Para tanto, foram comparadas as velocidades radiais no LSR das estrelas com aquelas preditas por um modelo de rotação galáctica. Usaram-se duas curvas ajustadas aos dados da distribuição de CO, HI e regiões CO-HII, utilizados por Clemens (1985) para a construção da curva de rotação da Galáxia. A curva original obtida por tal autor assume $R_0 = 8,5 \ kpc$ para o raio galactocêntrico do Sol, e $V_0 = 220 \ km \ s^{-1}$ para a velocidade de rotação da Galáxia no LSR. Cada ponto da curva de rotação corresponde à velocidade medida no ponto subcentral para cada linha de visada; é a máxima velocidade no espectro observado corrigida da projeção da velocidade do LSR na linha de visada:

$$V_{rot} = V_{obs} + V_0 \cdot \operatorname{sen} l , \qquad (2.6)$$

onde V_{obs} é a velocidade medida no referencial do LSR. O raio galactocêntrico R para esta condição é tal que $l = \arcsin(R/R_0)$. Neste estudo, usamos o valor para R_0 de 7,5 kpc. Além disso, decidiu-se trabalhar com dois valores para V_0 , de 200 km s⁻¹ e 240 km s⁻¹, a fim de se estimar a variação obtida nas distâncias cinemáticas calculadas. Tem-se então que, com os novos valores de R_0 e V_0 , todos os pontos da curva de rotação obtida por Clemens devem ser escalonados de acordo com este novo conjunto de parâmetros. Para uma mesma longitude temos a mesma velocidade observada, mas correspondendo a um raio galactocêntrico diferente, e também a uma diferente velocidade no ponto subcentral. Dessa forma, foram recalculados cada ponto da curva de rotação. Ajustaram-se aos mesmos duas expressões analíticas simples, semelhantes às apresentadas por Dias e Lépine (2005), com a inclusão de um terceiro termo exponencial que tenta reproduzir o mínimo entre 8 e 10 kpc. A forma geral da curva é apresentada na equação 2.7, cujos coeficientes para os dois valores de V_0 adotados são dados na tabela 2.4. As curvas são normalizadas para $V_0 = 200$ e 240 km s⁻¹ em $R = R_0 = 7, 5 kpc$.

$$V_{rot}(R) = \alpha \cdot \exp\left[-\frac{R}{\beta} - \left(\frac{\gamma}{R}\right)^2\right] + \delta \cdot \exp\left(-\frac{R}{\epsilon} - \frac{\phi}{R}\right) - \eta \cdot \exp\left[-\left(\frac{R-\kappa}{\lambda}\right)^2\right] \quad (2.7)$$

$V_0 \; (km \; s^{-1})$	α	β	γ	δ	ϵ	ϕ	η	κ	λ
200	235	65	3.6	350	3.3	0.1	10	8.8	0.8
240	250	1000	3.6	360	3.5	0.1	10	8.8	1.0

Tabela 2.4 - Coeficientes adotados para a curva de rotação da equação 2.7.

As figuras 2.4a e 2.4b mostram as curvas ajustadas, assim como os dados de Clemens (1985) corrigidos para os novos conjuntos de parâmetros $(R_0; V_0)$.

Para cada estrela, dadas as longitudes e latitudes galácticas (l, b), a velocidade radial observada, relativa ao LSR, foi comparada com aquela obtida por meio das curvas de rotação. A equação 2.8 e o esquema mostrado na figura 2.5 mostram a relação entre a velocidade radial observada no LSR (V_{rad}) e a velocidade de rotação galáctica da estrela $(V_{rot}(R))$, na direção (l, b) e com raio galactocêntrico R. A distância da estrela é então obtida a partir do raio galactocêntrico para o qual a velocidade radial observada concorda com aquela predita pela curva de rotação. A equação 2.9 mostra a relação entre estes dois parâmetros.

$$V_{rad} = \left(V_{rot}(R) \cdot \frac{R_0}{R} - V_0\right) \operatorname{sen} l \cdot \cos b \tag{2.8}$$

$$R^{2} = R_{0}^{2} + (d\cos b)^{2} - 2R_{0}d\cos b\cos l.$$
(2.9)

De acordo com a equação 2.9 acima, para um dado valor de R teremos duas raízes possíveis como soluções para a distância d. Isto indica que há uma ambigüidade nas distâncias cinemáticas calculadas, ou seja, podemos obter dois valores possíveis da distância do objeto para um mesmo valor da velocidade radial observada. Tal ambigüidade ocorre apenas para as regiões internas da Galáxia, $0^{\circ} < l < 90^{\circ}$ e $270^{\circ} < l < 360^{\circ}$. Como conseqüência, obtemos uma distância cinemática próxima d_p e uma distância cinemática longe d_l , relacionadas por meio da expressão:

$$d_l = 2 \cdot R_0 \cos l - d_p \;, \tag{2.10}$$

onde $R_0 \cos l$ representa a distância do ponto subcentral, onde observamos a máxima velocidade radial para uma dada linha de visada. Werner et al. (1980) mostram que, em geral,



Figura 2.4: Curvas de rotação da Galáxia ajustadas aos dados de Clemens (1985), corrigidos para $R_0 = 7,5 \ kpc$ e (a) $V_0 = 200 \ km \ s^{-1}$; (b) $V_0 = 240 \ km \ s^{-1}$.

as distâncias cinemáticas próximas resultam em melhores estimativas para as distâncias reais dos objetos. Engels et al. (1983) apontam que as distâncias cinemáticas próximas devem ser confiáveis somente se os movimentos aleatórios com respeito à rotação galáctica forem pequenos. Baud et al. (1981) encontram que a dispersão de velocidades das estrelas OH/IR apresenta uma dependência com a separação de velocidades Δv entre os dois picos do maser OH. As estrelas com alto valor de Δv ($\geq 29 \ km \ s^{-1}$) apresentam movimentos aleatórios pequenos ($\leq 10 \ km \ s^{-1}$), enquanto que a dispersão de velocidades é significantemente maior ($\sim 30 - 40 \ km \ s^{-1}$) para as estrelas com $\Delta v < 29 \ km \ s^{-1}$. Portanto, estatisticamente, as distâncias das estrelas OH/IR pertencentes ao grupo com alto



Figura 2.5: Esquema para construção geométrica da relação entre a velocidade radial observada V_{rad} , no LSR, e a velocidade de rotação galáctica V_{rot} de uma estrela, na posição (l, b) e a uma distância d. O Sol é indicado pelo círculo no topo da figura; o centro Galáctico é representado pelo ponto designado por CG. Obs.: a distância d mostrada é, na verdade, a projeção da distância da estrela no plano galáctico, ou seja, $d \cos b$, como indicado na equação 2.9.

 Δv devem ser razoavelmente mais precisas. Uma forma de visualizar a correlação entre tais parâmetros pode ser através da verificação da dependência entre a separação de velocidades Δv e a latitude galáctica das estrelas; aqueles objetos com latitudes pequenas devem apresentar, na maioria dos casos, menores desvios da velocidade de rotação galáctica. A figura 2.6 mostra o resultado esperado de que a maior parte das estrelas com altos valores de Δv está contida no plano galáctico ($|b| \leq 5^{\circ}$).

Para as estrelas OH/IR associadas a aglomerados abertos, relacionadas na tabela 2.3, obtem-se que, em média, metade da amostra se encontra em cada um dos grupos: altos e pequenos valores de Δv . Como o objetivo desta etapa é apenas verificar a consistência das associações encontradas, não sendo a concordância em distâncias um critério de seleção a ser tomado *a priori*, calcularam-se as distâncias cinemáticas das estrelas de acordo com o método descrito anteriormente. Foram tomadas as distâncias cinemáticas próximas para este fim. Primeiro, devido às evidências mostradas por Werner et al. (1980), e segundo, devido cerca de 80% dos aglomerados abertos catalogados apresentarem distâncias menores que 2 kpc, indicando que a menor escala de distâncias deve ser a mais aconselhável neste



Figura 2.6: Dependência entre a separação de velocidades Δv entre os dois picos do maser OH e a latitude galáctica das fontes OH do catálogo de Chen et al. (2001).

caso. Obteve-se o resultado de que, aproximadamente, 67% das distâncias estimadas para as estrelas OH/IR se encontram dentro do intervalo de $\pm 1 \ kpc$ das distâncias dos aglomerados aos quais foram associadas. Também constatou-se uma variação máxima entre as distâncias calculadas a partir das curvas de rotação com $V_0 = 200$ e 240 km s⁻¹ de apenas 0,2 kpc. Tais resultados levam a crer que, pelo menos estatisticamente, as associações encontradas apresentam um bom grau de concordância no que se refere às distâncias dos objetos.

2.4 Estrelas Carbonadas Infravermelhas - IRCS

Foram utilizados os seguintes catálogos de estrelas carbonadas infravermelhas publicados na literatura: 1- Epchtein et al. (1990); 2- Guglielmo et al. (1997); 3- Guglielmo et al. (1998); 4- Demers e Battinelli (2007); 5- Kastner et al. (1993); 6- Menzies et al. (2006); 7-Fouque et al. (1992); 8- Groenewegen et al. (2002).

De acordo com Groenewegen et al. (2002), a maneira mais eficiente de obter velocidades radiais para estrelas carbonadas infravermelhas é através da emissão milimétrica das moléculas presentes em seus envelopes circum-estelares. Em particular, observações da molécula de CO, nas freqüências relativas às transições rotacionais $J = 1 \rightarrow 0$ e $J = 2 \rightarrow 1$ (115 e 230 GHz, respectivamente), têm sido usadas na detecção de estrelas carbonadas nas últimas décadas. Vários autores têm publicado listas de velocidades radiais de estrelas a partir de observações milimétricas de CO, dentre os quais Olofsson et al. (1993), Loup et al. (1993), Groenewegen et al. (1999) ou Groenewegen et al. (2002).

Diferentemente das estrelas OH/IR, cujas velocidades radiais são medidas com grande precisão, as velocidades das estrelas carbonadas estão sujeitas à incertezas devido à variabilidade intrínseca destes objetos. A velocidade medida em CO, sendo derivada de uma região exterior à atmosfera estelar pulsante, representa uma melhor estimativa da velocidade sistêmica da estrela quando comparada àquela medida no óptico. Entretanto, a expansão do envelope circum-estelar pode introduzir erros sistemáticos nas velocidades radiais das estrelas. Aliado a este fato, o número de velocidades radiais independentes disponíveis na literatura para uma dada estrela é frequentemente pequeno. Pode-se observar através do histograma da figura 2.7 que os envelopes das estrelas carbonadas apresentam uma velocidade de expansão média em torno de 15 km s⁻¹. Em estudo sobre estrelas carbonadas "frias" no halo da Galáxia, Mauron et al. (2004) estimam uma incerteza nas velocidades radiais das estrelas de ~ 12 km s⁻¹ (1 σ). Uma distribuição dos erros nas velocidades radiais heliocêntricas apresentados no catálogo de Demers e Battinelli (2007) gera um valor médio de ~ 10 km s⁻¹ para esta quantidade.

Analisando tais considerações, decidiu-se adotar como critério de concordância cinemática a condição em que a velocidade radial heliocêntrica do aglomerado se encontra no intervalo entre $\pm 10 \ km \ s^{-1}$ da correspondente velocidade da estrela carbonada:



Figura 2.7: Distribuição da velocidade de expansão do envelope circum-estelar das estrelas carbonadas infravermelhas a partir de dados de catálogo de Groenewegen et al. (2002).

$$|V_{r \ IRCS} - V_{r \ aglom}| \le 10 \ km \ s^{-1} , \qquad (2.11)$$

onde $V_{r \ IRCS}$ e $V_{r \ aglom}$ representam as velocidades radiais heliocêntricas da estrela carbonada infravermelha e do aglomerado aberto, respectivamente.

As velocidades radiais relativas ao LSR apresentadas nos catálogos de Kastner et al. (1993), Menzies et al. (2006) e Groenewegen et al. (2002), foram então convertidas aos valores heliocêntricos de forma idêntica à realizada com as estrelas OH/IR, discutida na seção 2.3. O intervalo em velocidades de $\pm 10 \ km \ s^{-1}$, usado como critério para selecionar as associações, deve englobar a incerteza gerada nas velocidades heliocêntricas das estrelas quando do uso de um determinado conjunto de valores para as componentes da velocidade peculiar do Sol.

Vários autores têm publicado distâncias das estrelas carbonadas, obtidas de diversas formas. Epchtein et al. (1990) apresentam distâncias das IRCS's assumindo que todas as estrelas possuem magnitude absoluta bolométrica de -4,9, valor este correspondente à média encontrada por Frogel et al. (1980) para uma amostra de estrelas carbonadas localizadas em aglomerados da Grande Nuvem de Magalhães. Tais autores deixam claro o fato de que este valor médio é construído tendo como base uma amostra de estrelas carbonadas "ópticas", enquanto que a maioria dos objetos estudados no referido trabalho trata-se de estrelas com espessos envelopes de poeira, que apresentam altas taxas de perda de massa por serem mais luminosas. Estimam um erro na determinação das distâncias não superior a $\pm 20\%$. Kastner et al. (1993) publicam distâncias cinemáticas das estrelas carbonadas de sua amostra com base no modelo para rotação galáctica de Kerr & Westerhout (1965), com $V(R_0) = 220 \ km \ s^{-1}$ e $R_0 = 8, 0 \ kpc$. Menzies et al. (2006) estimam distâncias a partir de relações perído-luminosidade bolométrica para estrelas de tipo Mira da Grande Nuvem de Magalhães, supondo que as estrelas Miras Galácticas ricas em carbono obedeçam às mesmas relações. Groenewegen et al. (2002) também calculam as distâncias para uma amostra de estrelas carbonadas a partir de relação entre a magnitude absoluta bolométrica e o período de pulsação ($M_{bol} - P$), para estrelas com P > 390 dias. Para objetos com períodos menores, os autores utilizam uma relação entre a magnitude bolométrica M_{bol} e a razão entre fluxos em 25 μm e 12 μm . Estimam incertezas de $\pm 15\%$ nas distâncias.

Existe uma boa concordância nas distâncias estimadas a partir da magnitude absoluta bolométrica das estrelas. Isto se deve, principalmente, ao fato da grande correspondência entre as relações período-magnitude bolométrica utilizadas por Menzies et al. (2006), de $M_{bol} = -2,54 \log P + 2,06$, e por Groenewegen et al. (2002), de $M_{bol} = -2,59 \log P + 2,02$. Para o intervalo em períodos coberto pelas estrelas carbonadas, de ~ 100 a 1000 dias, tais relações levam a um valor médio para M_{bol} próximo do utilizado por Epchtein et al. (1990), de -4,9 mag. As figuras 2.8a, 2.8b e 2.8c mostram uma comparação entre as distâncias das IRCS's calculadas por tais autores. Existem poucas correspondências entre as estrelas presentes no catálogo de Kastner et al. (1993) com aquelas dos demais catálogos. Não é possível, dessa forma, estimar a concordância entre as distâncias cinemáticas apresentadas por tais autores com aquelas derivadas de relações período-luminosidade.

As relações período-luminosidade utilizadas devem fornecer boas estimativas para valores relativos de distâncias de uma amostra de estrelas. Valores indivudais de distâncias podem apresentar incertezas consideravelmente grandes. O critério de concordância em distâncias para a seleção das associações entre estrelas carbonadas e aglomerados abertos parece não ser aplicável por tal motivo. Entretanto, visto o reduzido número de associações encontradas levando em conta apenas os critérios de coincidência espacial e concordância cinemática, optou-se por considerar também aquelas cujos objetos não apresentam dados



Figura 2.8: Comparação entre as distâncias das IRCS's estimadas por diferentes autores: (a) distância de Menzies et al. (2006) versus distância de Epchtein et al. (1990); (b) distância de Groenewegen et al. (2002) versus distância de Epchtein et al. (1990); (c) distância de Menzies et al. (2006) versus distância de Groenewegen et al. (2002).

de velocidade radial, mas que apresentaram relativa concordância em distâncias.

Foram obtidas, dessa forma, 16 associações entre estrelas carbonadas infravermelhas e aglomerados abertos. A tabela 2.5 mostra os resultados. As colunas designam os seguintes parâmetros: 1- nome do aglomerado aberto; 2- identificação IRAS da IRCS ou nome da estrela a partir de catálogo de Menzies et al. (2006); 3- o parâmetro adimensional ρ definido como a razão entre a distância aparente, projetada no céu, da IRCS até o centro do aglomerado e o raio aparente do aglomerado; 4- velocidade radial heliocêntrica do aglomerado; 5- velocidade radial heliocêntrica da IRCS. A tabela 2.6 relaciona as seis últimas associações da tabela 2.5, cuja concordância em distâncias dos objetos foi utilizada como critério de seleção, além do critério de coincidência espacial. As colunas 1 e 2 relacionam os nomes dos aglomerados e estrelas carbonadas, respectivamente; a coluna 3 relaciona as distâncias dos aglomerados; a coluna 4 relaciona as distâncias das estrelas carbonadas a partir do catálogo de Epchtein et al. (1990).

1	2	3	4	5
Aglomerado	IRCS	ρ	$V_{r_{aglom}}$	$V_{r_{IRCS}}$
			$(km \ s^{-1})$	$(km \ s^{-1})$
ASCC 7	X Cas	1.649	-49.00	-57.95
Collinder 65	05104 + 2055	2.894	19.40	25.22
Platais 6	06342 + 0328	2.540	13.10	17.36
Platais 6	V688 Mon	2.560	13.10	20.36
NGC $2451B$	07356-3549	2.535	14.00	4.14
NGC 2546	08119-3627	1.753	16.00	11.92
BH 23	08119-3627	0.825	17.40	11.92
NGC 5045	13053-6341	2.180	-16.70	-16.64
ASCC 127	22585 + 6402	1.346	-8.20	-15.49
Melotte 20	Y Per	2.295	-1.30	-5.13
Ruprecht 167	14122-5845	2.797	—	-9.22
NGC 3114	09582-5958	1.204	-3.50	—
Bochum 10	10404-5825	2.619	-2.30	
NGC 6705	18473-0540	2.652	29.40	—
NGC 2546	08073-3608	2.485	16.00	—
Pismis 3	08292-3828	1.321		

 $Tabela\ 2.5$ - Estrelas Carbonadas Infravermelhas associadas a aglomerados abertos.

Tabela 2.6 - Distâncias dos aglomerados e estrelas carbonadas.

1	2	3	4
Aglomerado	IRCS	d_{aglom}	d_{IRCS}
		(kpc)	(kpc)
Ruprecht 167	14122-5845	1.25	1.60
NGC 3114	09582-5958	0.91	0.70
Bochum 10	10404 - 5825	2.03	3.40
NGC 6705	18473 - 0540	1.88	2.10
NGC 2546	08073-3608	0.92	0.80
Pismis 3	08292-3828	1.39	2.00

2.5 Nebulosas Planetárias

Foram utilizados os catálogos de nebulosas planetárias galácticas (NP) publicados na literatura: 1- Acker et al. (1992); 2- Durand et al. (1998); 3- Stasińska et al. (1997); 4-Górny et al. (2004); 5- Kerber et al. (2008); 6- Maciel e Quireza (1999); 7- Zijlstra et al. (1997).

Schneider et al. (1983) discutem detalhadamente os erros envolvidos nas medidas de velocidades radiais das nebulosas planetárias, especialmente para aquelas determinadas espectroscopicamente. Relacionam três principais fontes de erro em tais medidas: o primeiro tipo é o erro interno associado aos desvios entre medidas do deslocamento de linhas espectrais individuais; o segundo tipo é o erro externo associado à instrumentação e outros de origem observacional; a terceira fonte de erros é a nebulosa planetária propriamente dita - a nebulosa se expande a velocidades típicas de ~ 20 km s⁻¹, exibindo diferenças de velocidade desta ordem em vários pontos da nebulosa. O catálogo de velocidades radiais e seus erros para 524 nebulosas planetárias galácticas, apresentado por tais autores, representa, em sua maior parte, uma compilação de dados tendo como base 102 fontes diferentes. Dentre estas, um grande conjunto de medidas realizadas por Mayall (Ma 64) e Minkowski (Mi 57) (private communication) não têm informações publicadas a respeito da qualidade das observações. Como resultado, Schneider et al. (1983) são forçados a fazer uma ampla suposição de que cada um destes dois conjuntos possuem um erro médio único associado com todas as suas observações. Para os dados de Mayall, os autores atribuem um erro de 25 km s^{-1} para todas as medidas. Aos dados de Minkowski, um erro único de 11 km s^{-1} é aplicado a todas as medidas. Analisando a distribuição dos erros nas velocidades radiais das NP's avaliadas por Schneider et al. (1983), observam-se dois picos centrados em 11 km s^{-1} e 25 km s^{-1} , como mostra a figura 2.9. Tal resultado é um reflexo dos erros únicos atribuídos às medidas de Mi 57 e Ma 64, que possuem um grande peso no conjunto de dados que formam o catálogo. Fica claro que tais erros assim analisados não formam uma distribuição normal, refletindo o fato de que o catálogo representa uma compilação de dados oriundos de fontes diferentes.

Os catálogos de velocidade radial de nebulosas planetárias apresentados por Acker et al. (1992) e Durand et al. (1998) têm como principal fonte de dados o catálogo de Schneider et al. (1983). Como esperado, as distribuições dos erros nas velocidades radiais, levantadas 100 s 80 60 40 40 0 10 20 0 10 20 30 40 50 erro velocidade radial NP (km/s)

a partir de cada um destes catálogos, são semelhantes à apresentada na figura 2.9.

Figura 2.9: Distribuição dos erros associados à medida das velocidades radiais heliocêntricas das nebulosas planetárias, a partir de catálogo de Schneider et al. (1983).

Recentemente, Majaess et al. (2007) publicam estudo considerando a possibilidade de associações entre nebulosas planetárias e aglomerados abertos que apresentam coincidência espacial. Dos 13 casos estudados, apontam para evidência de associação física entre 6 pares nebulosa/aglomerado. Um dos critérios utilizados pelos autores para avaliar a possibilidade de associação física é a diferença entre as velocidades radiais dos objetos: $\Delta V_r \leq 5 \ km \ s^{-1}$ para associações prováveis; entre 5 e 10 km s^{-1} para potenciais associações; e $\geq 10 \ km \ s^{-1}$ para associações não prováveis.

Visto o fato de não ser prático avaliar um erro médio sobre a distribuição de erros das velocidades radiais das NP's, optou-se por adotar o mesmo critério de concordância cinemática usado por Majaess et al. (2007). Dessa forma, para a procura por associações entre nebulosas planetárias e aglomerados abertos, além dos critérios de seleção 1 e 2, foram consideradas como associações que apresentam concordância cinemática, aquelas cujas diferenças em velocidade radial heliocêntrica dos objetos se encontram dentro do intervalo de $\pm 10 \ km \ s^{-1}$.

Também foram consideradas associações em que ou o aglomerado ou a nebulosa não possui dado de velocidade radial, mas que apresentaram concordância com relação aos valores de distâncias. As distâncias das nebulosas foram obtidas a partir de catálogos de Acker et al. (1992). O critério de concordância em distâncias não foi tomado no geral pelo fato das nebulosas planetárias apresentarem grandes incertezas na determinação de suas distâncias, da ordem de 50% ou mais. Estas distâncias são determinadas, em sua grande maioria, por métodos estatísticos. Como apontado por Bensby e Lundström (2001), todos estes métodos são, de alguma forma, relacionados com o método usado por Shklovsky (1956), no qual as principais suposições são que todas as nebulosas planetárias são esferas opticamente finas de densidade constante e possuem todas a mesma massa nebular. Dada a grande variedade em tipos morfológicos e outros parâmetros observáveis entre as nebulosas, não é muito provável que estas suposições sejam representativas para a maioria destes objetos.

Adotou-se como concordância em distâncias a situação na qual o módulo da diferença entre as distâncias dos objetos corresponde a, no máximo, 50% da distância da nebulosa:

$$\left|\frac{d_{NP} - d_{aglom}}{d_{NP}}\right| = \epsilon , \qquad (2.12)$$

onde d_{NP} é a distância da nebulosa planetária, d_{aglom} é a distância do aglomerado, e ϵ é o intervalo admitido para a diferença relativa entre as distâncias, tal que $0 < \epsilon < 0, 5$.

Finalmente, também foram acrescentadas as associações cujas diferenças em velocidade radial heliocêntrica dos objetos ficaram fora do intervalo utilizado, mas que são consideradas por Majaess et al. (2007) como possíveis associações. Desta amostra, fazem parte os seguintes pares aglomerado/nebulosa: Berkeley 57/PNG107.7-02.2; NGC 2437/PNG231.8-+04.1; NGC 2453/PNG243.3-01.0; IC 2488/PNG277.1-03.8 & PNG277.7-03.5; e NGC 6067/PNG329.5-02.2.

Os critérios acima relacionados levaram à obtenção de 28 associações entre nebulosas planetárias e aglomerados abertos. A tabela 2.7 mostra os resultados. As colunas designam os seguintes parâmetros: 1- nome do aglomerado; 2- identificação PNG da nebulosa planetária, de acordo com catálogo de Acker et al. (1992) (seguindo as recomendações da IAU Commission 5, onde PN refere-se a "Planetary Nebula", G refere-se a "Galactic Coordinates", e 111.1+bb.b denotam a longitude e latitude galáctica, respectivamente); 3- o parâmetro adimensional ρ definido como a razão entre a distância aparente, projetada no céu, da posição determinada para a nebulosa até a posição do centro do aglomerado e o

raio aparente do aglomerado; 4- velocidade radial heliocêntrica do aglomerado aberto; 5velocidade radial heliocêntrica da nebulosa planetária; 6- distância do aglomerado aberto; 7- distância da nebulosa planetária. As distâncias das nebulosas listadas na última coluna são distâncias estatísticas presentes no catálogo de Acker et al. (1992). Para aquelas assinaladas com um (*), os valores referem-se a distâncias estimadas por meio de estudos de extinção local.

1	2	3	4	5	6	7
Aglomerado	Nebulosa Planetária	ρ	$V_{r_{aglom}}$	$V_{r_{PNe}}$	d_{aglom}	d_{NP}
	(PNG)		$(km \ s^{-1})$	$(km\ s^{-1})$	(kpc)	(kpc)
Melotte 20	149.7-03.3	1.598	-1.30	-1.50	0.185	
Mamajek 3	196.6-10.9	2.233	18.00	14.00	0.092	1.500
IC 2602	291.6-04.8	2.446	19.00	13.60	0.161	1.100
Collinder 359	034.6 + 11.8	2.462	-4.50	-8.50	0.249	0.430
ASCC 93	008.3-01.1	0.194	-23.30	-32.00	2.500	0.990
Collinder 367	006.7-02.2	1.163	-3.10	-4.70	1.250	0.840
ASCC 111	074.5 + 02.1	0.142	-14.20	-14.40	1.600	1.100
NGC 6705	027.3-03.4	2.383	29.40	28.00	1.877	2.100
Alessi 19	038.2 + 12.0	2.820	-5.10	-11.20	0.550	2.000
NGC 6475	357.4-03.5	2.724	-14.70	-21.10	0.301	6.490
Ferrero 1	000.7-07.4	2.744	-35.00	-30.10	0.750	
Bica 6	167.0-00.9	1.101		58.20	1.700	1.780
Platais 6	204.0-08.5	1.268	13.10		0.348	0.780
ASCC 46	264.1-08.1	2.148		88.00	0.900	1.660
ASCC 53	281.0-05.6	1.787		32.70	2.500	1.700*
Platais 11	307.2-03.4	0.968	—	-9.20	0.232	0.490
Collinder 316	345.4 + 00.1	2.190		11.20	1.000	0.810
ASCC 95	006.0-03.6	2.086		157.30	1.500	2.300
ASCC 95	005.5-04.0	2.175		-56.90	1.500	2.700
NGC 2453	243.3-01.0	2.155		62.00	2.150	2.000*
IC 2488	277.7-03.5	2.930	-2.60	—	1.134	_
IC 2488	277.1-03.8	2.999	-2.60	3.40	1.134	0.860
NGC 6067	329.5-02.2	1.679	-39.90	_	1.417	
NGC 2437	231.8 + 04.1	0.459	48.10	74.00	1.510	2.000*
NGC 2818	261.9 + 08.5	0.020	20.70	-1.00	1.855	1.400
Basel 5	359.7-01.8	1.885		32.00	0.766	1.000
NGC 4463	300.7-02.0	2.984	-24.50	-7.50	1.050	1.400
Berkeley 57	107.7-02.2	2.069	_	-58.20	4.150	1.600

Tabela 2.7 - Nebulosas Planetárias associadas a aglomerados abertos.
Deve-se enfatizar que as associações foram selecionadas tendo como maior grau de importância o critério de concordância em velocidade radial, sendo seguido pelo critério de concordância em distâncias. Muitas das associações que apresentam concordância cinemática entre os objetos, também apresentam distâncias bastante discordantes, com valores para ϵ muito maiores que 0,5. Como as distâncias das nebulosas carregam uma grande incerteza associada, a concordância em velocidades radiais torna-se o melhor indicador de correlação física entre os objetos. O oposto também é verificado. Algumas associações apresentam objetos com distâncias concordantes, embora as velocidades radiais sejam bastante diferentes. Este grupo é composto justamente por algumas das associações consideradas prováveis por Majaess et al. (2007). A seguir, apresenta-se um breve resumo das considerações levantadas por tais autores a respeito da probabilidade destas associações.

- NGC 2453/PNG243.3-01.0 Existem várias estimativas de distâncias para o aglomerado NGC 2453 publicadas na literatura, indo de 2,40 kpc (Dambis (1999)) a 5,90 kpc (Mallik et al. (1995)). A distância de 2,15 kpc presente no catálogo de Dias et al. (2002) é a mesma compilada no catálogo de Loktin et al. (2001). Para a nebulosa PNG243.3-01.0 (NGC 2452), Zhang (1995) propõe uma distância de 2,95±0,42 kpc. Moffat e Fitzgerald (1974) obtêm a velocidade radial de 67±14 km s⁻¹ para uma estrela B5 considerada membro do aglomerado. Este valor é próximo da velocidade radial medida para a nebulosa, de 62 km s⁻¹.
- IC 2488/PNG277.1-03.8 & PNG277.7-03.5 Pena et al. (1997) derivam distância da nebulosa PNG277.7-03.5 de d = 1, 2 ± 0, 2 kpc, consistente com o valor encontrado para o aglomerado. Futuras medidas de velocidade radial da nebulosa permitirão uma análise mais profunda do seu potencial como membro do aglomerado. A velocidade radial de 3, 4 ± 2, 8 km s⁻¹, medida por Durand et al. (1998) para a nebulosa PNG277.1-03.8, difere ligeiramente por mais que 2σ daquela estimada para o aglomerado. Zhang (1995) estima distância de d ≈ 1,56 ± 0,57 kpc para esta nebulosa.
- NGC 6067/PNG329.5-02.2 O excesso de cor inferido para a nebulosa de E(B − V) = 0,66 ± 0,04, por Henize e Fairall (1983), implica em uma distância não muito maior que ~ 1-2 kpc, de acordo com a variação do avermelhamento com a distância

ao longo desta linha de visada (Neckel et al. (1980)). Tal valor é consistente com a distância catalogada do aglomerado. Estimativas de velocidade radial para a nebulosa ajudarão a resolver a questão de sua possível associação com o aglomerado.

- NGC 2437/PNG231.8+04.1 As distâncias e excessos de cor derivados para o aglomerado e a nebulosa são bastante concordantes. Estimativas mais antigas de velocidades radiais dos objetos indicam uma diferença de ΔV_r ≈ 30 km s⁻¹. Entretanto, Pauls e Kohoutek (1996) consideram a associação bastante provável a partir de suas medidas de velocidade radial, de 60, 3 ± 3, 6 km s⁻¹ para a nebulosa, e 60, 8 ± 4, 0 km s⁻¹ para o aglomerado.
- Berkeley 57/PNG107.7-02.2 Zhang (1995) estima distância da nebulosa PNG-107.7-02.2 de d = 5,25 ± 0,05 kpc, valor mais próximo da distância do aglomerado do que aquele encontrado no catálogo de Acker et al. (1992). Medidas futuras da velocidade radial do aglomerado servirão de critério para avaliar sua associação física com a nebulosa.

No caso da associação NGC 2818/PNG261.9+08.5, embora haja concordância em valores de distâncias e excessos de cor, resultados recentes sugerem uma diferença de velocidade radial de $\Delta V_r \approx 22 \ km \ s^{-1}$ entre os objetos. Este fato leva Mermilliod et al. (2001) a concluírem que se trata apenas de uma coincidência espacial. A grande coincidência entre as posições da nebulosa e do aglomerado (o parâmetro ρ para esta associação é de apenas 0,020) é um exemplo de um caso que visualmente suporta a associação, como pode ser observado na figura 2.10. A boa concordância em distâncias e dado o fato dos objetos apresentarem alta latitude galáctica, de ~ 8,5°, foram considerados justificantes para a inclusão desta associação neste estudo.

A associação Bica 6/PNG167.0-00.9 foi sugerida recentemente por Bonatto et al. (2008), onde os autores reportam sobre a descoberta do novo aglomerado (Bica 6) e de sua provável associação com a nebulosa. A distância estimada para o aglomerado é consistente com uma associação física entre os objetos.

Com relação à associação NGC 4463/PNG300.7-02.0, observa-se um relativo desacordo entre as velocidades radiais dos objetos, de $\Delta V_r = 17 \ km \ s^{-1}$. A distância estimada para a nebulosa, de $d = 1,40 \ kpc$ concorda com aquela avaliada para o aglomerado, de 1,05 kpc.

Esta é uma das associações listadas por Majaess et al. (2007) que apresentam coincidência espacial entre os objetos.

A associação NGC 2437/PNG231.8+04.1 também é um exemplo de grande coincidência espacial entre os objetos, como mostra a figura 2.11. Estudo recente de Kiss et al. (2008), baseado em novas medidas de velocidade radial da nebulosa e de 586 estrelas do aglomerado, elimina a possibilidade de associação física entre os objetos. Os autores obtêm o valor de $\Delta V_r = 30 \ km \ s^{-1}$ para a diferença entre as velocidades radiais da nebulosa e do aglomerado.



Figura 2.10: Campo de visão do aglomerado NGC 2818 (15' X 15'). Imagem obtida do *Digitized Sky Survey*, com dados do POSS II.



Figura 2.11: Campo de visão do aglomerado NGC 2437 (15' X 15'). Imagem obtida do *Digitized Sky Survey*, com dados do POSS II.

A amostra de nebulosas planetárias galácticas inclui um grande número de objetos que parecem povoar o bojo Galáctico. Uma distribuição em longitude galáctica das nebulosas planetárias confirma que uma grande fração se localiza na direção do bojo. Isto pode introduzir um viés no número de associações entre nebulosas e aglomerados que se localizam ao longo desta direção. Muitas destas associações podem ser devidas puramente a coincidências na linha de visada dos objetos. Não obstante, analisando as associações presentes na tabela 2.7, verifica-se que um terço destas são compostas por objetos que se localizam nas regiões externas da Galáxia (90° < l < 270°). Isto pode ser feito observandose a seqüência de números 111.1+bb.b que sucedem a designação PNG da nebulosa, os quais indicam a longitude e a latitude galáctica do objeto. Para estas regiões, o número de ocorrência de associações apenas por coincidência espacial, devido à proximidade entre os objetos na linha de visada, deve ser menor em virtude do reduzido número de nebulosas. Como conseqüência, temos um maior grau de confiabilidade sobre a associação física entre os objetos que estão localizados nestas regiões. A figura 2.12 mostra as distribuições em longitude galáctica das nebulosas planetárias e dos aglomerados abertos. Notam-se a grande concentração de nebulosas na direção do bojo Galáctico e a distribuição mais uniforme dos aglomerados. Analisando novamente as associações da tabela 2.7, observa-se que algumas são formadas por objetos que se localizam a altas latitudes galácticas ($|b| > 10^{\circ}$). Isto também representa um ponto a favor da maior probabilidade de correspondência física entre os objetos, visto o fato da maior parte dos aglomerados e nebulosas se encontrarem preferencialmente em regiões próximas do plano galáctico.



Figura 2.12: Distribuições em longitude galáctica das nebulosas planetárias e dos aglomerados abertos. Histogramas: nebulosas (linha cheia); aglomerados (traço e ponto).

2.6 Pulsares

Foi utilizado catálogo de pulsares galácticos publicado por Taylor et al. (1993), contendo dados de 706 objetos. Também foi utilizado catálogo de Hobbs et al. (2005) com dados de movimento próprio de 233 pulsares.

Devido à ausência de linhas nos espectros dos pulsares, não é possível obter dados de velocidade radial para estes objetos. A única forma de obter informação a respeito da velocidade espacial dos pulsares é através da medição de seus movimentos próprios e de suas distâncias. Como apontado por Gunn e Ostriker (1970), a partir de observações de pulsares em rádio, tais objetos formam uma população que geralmente se move mais rapidamente que seus supostos progenitores, as estrelas massivas O e B. Sabe-se atualmente que os pulsares, assim como estrelas de nêutrons em geral, são objetos que apresentam altas velocidade média tri-dimensional de $200 - 500 \ km \ s^{-1}$ para estrelas de nêutrons no momento de seus nascimentos (e.g., Lyne e Lorimer (1994), Cordes e Chernoff (1998)), com uma significante população tendo velocidades maiores que 1000 $km \ s^{-1}$. Em uma análise estatística sobre movimentos próprios de uma amostra de 233 pulsares, Hobbs et al. (2005) encontram uma velocidade média tri-dimensional de $400 \pm 40 \ km \ s^{-1}$ para tais objetos. Também afirmam que a distribuição de velocidades é bem descrita por uma distribuição Maxwelliana, com um campo isotrópico do vetor velocidade.

No entanto, o mecanismo físico que produz tais velocidades ainda não é bem entendido. Vários autores vêm propondo modelos para explicar este fenômeno: Lyne e Lorimer (1994) propõem que tais velocidades podem ser efeito do grau de assimetria do campo magnético; Myra (1995) mostra que no mecanismo de explosão da supernova, a violação da simetria esférica surge como um elemento crítico da propagação da onda de choque; Shklovskii (1970) sugere que pulsares com altas velocidades são o resultado do efeito de recuo em explosões assimétricas. Também existem muitas observações diretas de regiões próximas a supernovas e de remanescentes de supernovas que mostram que as explosões de supernovas não são esfericamente simétricas. Tais evidências sugerem que os pulsares devem ser "ejetados" dos seus locais de nascimento pelo fato de adquirirem grandes velocidades espaciais, sendo assim perdida a informação a respeito de onde eles se formaram. A procura por associações entre estes objetos e aglomerados abertos deve levar em conta tal efeito.

As distâncias dos pulsares são determinadas a partir da medida de dispersão, calculada através da fórmula:

$$DM = \int_0^d n_e(s) \cdot ds \tag{2.13}$$

onde n_e é a densidade eletrônica do meio interestelar ao longo da linha de visada. A medida de dispersão (DM) é uma grandeza diretamente observada, determinada na prática através da medição do lapso de tempo entre um mesmo pulso recebido em duas ou mais freqüências:

$$DM = \frac{2\pi m_e c}{e^2} (t_1 - t_2) \left(\frac{1}{\nu_1^2} - \frac{1}{\nu_2^2}\right)^{-1} , \qquad (2.14)$$

onde t_1 e t_2 são os tempos de chegada do pulso nas freqüências ν_1 e ν_2 , e m_e e e são a massa e a carga do elétron, respectivamente.

Embora a medida de dispersão seja estimada com grande precisão, estimativas da densidade eletrônica do meio geram grandes incertezas na determinação das distâncias dos pulsares. Cálculos antigos das distâncias destes objetos baseavam-se na hipótese de uma densidade eletrônica interestelar média de $\langle n_e \rangle = 0,03 \ cm^{-3}$. Nas últimas décadas, têm sido desenvolvidos modelos para a distribuição da densidade de elétrons livres no meio interestelar e de sua variação ao longo da Galáxia. Nesta linha, destacam-se os trabalhos de Taylor e Cordes (1993) (TC93) e Cordes e Lazio (2002) (CL02), nos quais modelos da distribuição eletrônica do meio interestelar são construídos para a determinação das distâncias dos pulsares. Os autores estimam uma precisão de ~ 20 a 25% nas distâncias calculadas. Uma comparação entre as distâncias preditas por estes dois modelos, realizada por Hobbs et al. (2005), revela que o modelo CL02 fornece distâncias menores que o modelo TC93, com um decréscimo mediano de ~ 10%.

Diante de tais considerações, os critérios de concordância cinemática e concordância em distâncias parecem não fornecer resultados satisfatórios na seleção das associações entre aglomerados abertos e pulsares. No primeiro caso, observa-se que os movimentos próprios catalogados dos pulsares são, em geral, bem maiores que os dos aglomerados (figuras 2.13a e 2.13b). Tal característica pode ser devida ou ao fato do pulsar se encontrar relativamente próximo, ou ao fato de possuir uma grande velocidade tangencial, uma vez que $\mu \propto \frac{V_t}{d}$. A última possibilidade deve ser a mais representativa para a maioria destes obje-

tos, dadas as grandes velocidades espaciais adquiridas no momento de seus nascimentos. Dessa forma, o pulsar deve apresentar um movimento que minimiza os traços da velocidade sistêmica do sistema estelar no qual foi originado. A procura por associações que apresentam concordância em valores de movimento próprio não se faz adequada, pois mesmo que haja a associação física entre os objetos, movimentos próprios discrepantes podem ser encontrados. Além disso, analisando uma amostra de associações obtidas utilizando apenas o critério de coincidência espacial entre os objetos (95 coincidências), movimentos próprios dos pulsares são disponíveis apenas para uma parcela de 7,5% destas. Verifica-se, portanto, que o critério de concordância cinemática não resulta em um bom discriminador para as associações entre pulsares e aglomerados abertos.



Figura 2.13: Distribuições dos valores absolutos de movimento próprio dos aglomerados abertos e pulsares: (a) movimento próprio em longitude galáctica; (b) movimento próprio em latitude galáctica. Histogramas: aglomerados abertos (linha cheia); pulsares (traço e ponto).

A escala de distâncias dos pulsares também é excessivamente maior que a dos aglomerados. Das 95 coincidências espaciais encontradas, em apenas uma se verifica a concordância em distâncias dos objetos, a saber, entre o aglomerado NGC 3324 ($d = 2,317 \ kpc$) e o pulsar J1038-5831 ($d = 2,43 \ kpc$). Dado o fato da grande maioria dos pulsares ter distâncias calculadas por meio de medidas de dispersão (apenas uma pequena porcentagem possui distâncias medidas por paralaxe), as incertezas geradas pelo modelo de densidade eletrônica inviabilizam a adoção do critério de concordância em distâncias.

Métodos alternativos para seleção das associações entre aglomerados abertos e pulsares devem ser adotados. Um meio indireto de procura por associações mais confiáveis pode ser proposto restrigindo-se a amostra de coincidências espaciais àquela que apresenta os pulsares mais jovens. A idéia básica consiste em assumir que os pulsares mais jovens tiveram um menor tempo disponível para se distanciarem dos seus locais de nascimento, estando assim mais próximos dos sistemas estelares dos quais são oriundos. Para isso, é necessário ter conhecimento das idades características destes objetos.

As idades dos pulsares têm sido freqüentemente referidas como proporcionais à razão entre o período P e a sua taxa de variação \dot{P} . Tal argumento é baseado na suposição de que as estrelas de nêutrons são formadas com períodos de rotação de apenas alguns milisegundos, e então evoluem de acordo com uma lei simples, como por exemplo, a da perda de energia de um dipolo magnético em rotação, Smith (1977). A dissipação de energia rotacional muda a velocidade angular do pulsar de acordo com a seguinte lei:

$$\dot{\Omega} = -k\Omega^n , \qquad (2.15)$$

onde k é tomado como uma constante (proporcional ao quadrado do momento de dipolo magnético m), e n é conhecido como 'braking index'. Usualmente, considera-se que a energia seja perdida através da radiação de dipolo magnético, caso em que n = 3. A idade característica do pulsar, do tempo em que seu período era muito pequeno até ter atingido um período consideravelmente longo, é então dada por $(1/n - 1)(P/\dot{P})$. Sendo n=3,

$$t_c = \frac{1}{2} \frac{P}{\dot{P}} , \qquad (2.16)$$

onde P é o período do pulsar em segundos e \dot{P} a sua primeira derivada em, por exemplo, s/ano.

Alguns autores põem dúvidas sobre a validade deste método de determinar o tempo de vida dos pulsares. A principal questão é se o fator k na equação 2.15 é de fato uma constante ou não. Lyne et al. (1975) sugerem que tal fator k decresça exponencialmente com o tempo devido ao decaimento exponencial do campo magnético B_0 . O resultado é que as idades características t_c calculadas por meio da equação 2.16 são muito maiores que as idades reais dos pulsares. Smith (1977) fornece uma expressão para as idades reais dos pulsares como sendo:

$$t = \frac{1}{2} \tau_D \log \left(\frac{2t_c}{\tau_D} + 1\right) , \qquad (2.17)$$

onde τ_D é a constante de decaimento do dipolo magnético. O autor também conclui que as idades $\frac{1}{2}P/\dot{P}$ mais extremas encontradas para alguns pulsares atingem valores de 10^8 a 10^9 anos, enquanto que as idades reais para estes pulsares não precisam ser maiores do que 10^6 a 10^7 anos.

As idades dos pulsares presentes no catálogo de Taylor et al. (1993) são as idades características t_c . Uma distribuição de tais valores é mostrada na figura 2.14. Este catálogo representa a única fonte com idades para uma grande quantidade de pulsares. Como a intenção é obter uma subamostra composta por objetos mais jovens, decidiu-se trabalhar com os pulsares com idades características menores que ~ 3 Manos (log $t_c < 6, 5$). Este valor corresponde a aproximadamente metade da amostra dos pulsares com idades catalogadas. Como as idades características dos pulsares são sistematicamente altas, tal valor representa um limite superior razoável para garantir que estes objetos não tenham se afastado consideravelmente de seus locais de nascimento. Analisando o movimento dos pulsares no plano Galáctico, Hobbs et al. (2005) também utilizam o mesmo limite $t_c < 3$ Manos para garantir que os objetos se encontram dentro do primeiro quarto de ciclo de suas oscilações perpendiculares ao plano Galáctico.



Figura 2.14: Distribuição das idades características dos pulsares a partir de catálogo de Taylor et al. (1993).

Um outro critério de seleção que permite obter uma amostra de associações mais

confiáveis, baseia-se no fato de que os aglomerados mais jovens apresentam componentes evoluídas cujos produtos finais são explosões de supernovas de Tipo II. De acordo com relação entre a idade e a massa da estrela no ponto de turn-off, dada por Iben e Renzini (1983), estrelas com massas superiores a $8M_{\odot}$ possuem idades menores que ~ $28 \cdot 10^6$ anos (log $t \leq 7, 5$). Pela teoria de evolução estelar, estrelas com massas no intervalo de 1 - 6,5 M_{\odot} , possivelmente com um limite superior em ~ $8M_{\odot}$, produzirão nebulosas planetárias em seus estágios finais evolutivos, Weidemann (2000). Para estrelas com massas $M_* > 8M_{\odot}$, os produtos finais serão estrelas de nêutrons ou buracos negros. Dessa forma, é razoável admitir que os aglomerados com idades de log $t \leq 7,5$ apresentam uma maior probabilidade de estarem associados com objetos da classe dos pulsares. Dadas as grandes velocidades adquiridas pelas estrelas de nêutrons, o tempo decorrido entre a evolução das estrelas mais massivas na fase pós-Seqüência Principal e as idades atuais dos aglomerados mais velhos pode ser suficiente para a desassociação entre estes objetos. Deve-se enfatizar que a adoção deste critério tem o significado de apenas selecionar uma amostra de associações que apresentam uma maior probabilidade de correlação física entre os objetos. Sabe-se, por exemplo, que as predições teóricas sobre relações entre a massa e a idade das estrelas na Seqüência Principal são válidas para estrelas isoladas. Ocorrência de transferência de massa em sistemas binários pode negar possíveis predições sobre estrelas evoluídas em aglomerados. As massas das estrelas progenitoras derivadas com base na idade das estrelas do *turn-off* podem não condizer com a presença de determinados objetos em estágios finais de evolução, uma vez que estes façam parte de sistemas binários. Como exemplo, cerca de 40 objetos presentes no catálogo de Taylor et al. (1993) são pulsares binários. Também é conhecida a existência de alguns pulsares associados com aglomerados globulares.

Tal argumento sobre ocorrência de sistemas binários foi levado em conta quando da não utilização do critério das idades dos aglomerados para a seleção das associações com as nebulosas planetárias. Apenas os aglomerados com idades superiores a ~ 30 milhões de anos (log t > 7, 5) poderiam abrigar nebulosas planetárias se as estrelas progenitoras tivessem evoluído isoladamente. Entretanto, de acordo com Moe e De Marco (2006), embora restrito a pequenas amostras, cerca de 90% das estrelas centrais de nebulosas planetárias podem apresentar companheiras. A figura 2.15 mostra uma distribuição das idades dos aglomerados abertos compiladas no catálogo DAML02. Também são mostradas as massas correspondentes para estrelas do *turn-off*, de acordo com relação massa-idade de Iben e Renzini (1983).



Figura 2.15: Distribuição das idades dos aglomerados abertos. A curva vermelha representa uma Gaussiana ajustada à distribuição, com um pico em log $t \sim 8, 2$. O valor de $8M_{\odot}$ para a massa do turn-off, correspondendo a uma idade de log $t \sim 7, 5$, é estimado como sendo a fronteira que divide as trajetórias evolutivas finais das estrelas (nebulosas planetárias para $M_* < 8M_{\odot}$, e supernovas Tipo II para $M_* > 8M_{\odot}$).

Finalmente, para a seleção das associações entre pulsares e aglomerados abertos, além do critério de coincidência espacial, selecionaram-se os pulsares com idades características menores que 3 milhões de anos, assim como os aglomerados mais jovens que 10^8 anos $(\log t = 8, 0)$. Preferiu-se usar este último valor, ao invés de $\log t = 7, 5$, a fim de se cobrir um intervalo maior em idades dos aglomerados, dada a não validade deste último critério nos casos de sistemas binários presentes. Foram obtidas, dessa forma, 30 associações entre pulsares e aglomerados abertos. A tabela 2.8 mostra os resultados. As colunas designam os seguintes parâmetros: 1- nome do aglomerado aberto; 2- identificação do pulsar a partir de catálogo de Taylor et al. (1993); 3- o parâmetro adimensional ρ , definido como a razão entre a distância aparente da posição atual do pulsar até a posição do centro do aglomerado e o raio aparente do aglomerado; 4- logaritmo da idade do aglomerado aberto; 5- logaritmo da idade característica do pulsar. Também foi incluída a associação entre o aglomerado NGC 3324 e o pulsar J1038-5831 devido à concordância em distâncias apresentada, como mencionado anteriormente. Alguns aglomerados que não possuem dados de idade também foram incluídos, assim como alguns pulsares sem idades características estimadas. Nota-se também a inclusão da associação do aglomerado NGC 6124, que apesar de possuir idade de log t = 8,147, apresenta uma grande proximidade espacial com o pulsar J1625-4050 ($\rho = 0,584$).

1	2	3	4	5
Aglomerado	Pulsar	ρ	$\log t_{aglom}$	$\log t_{c_{Pulsar}}$
	(J2000)		(anos)	(anos)
	0040.8040	1 - 00		
Melotte 20	0343+5312	1.782	7.854	6.359
Melotte 20	0358 + 5413	2.747	7.854	5.751
Platais 4	0528 + 2200	2.947	8.000	6.171
Collinder 65	0528 + 2200	2.932	7.410	6.171
Kronberger 12	0614 + 2229	0.411	—	4.949
Ruprecht 85	1001-5507	1.137	—	5.646
Loden 143	1032-5910	1.666	—	6.389
IC 2602	1056-6258	2.471	7.507	6.272
Graham 1	1056-6258	2.385	—	6.272
ASCC 65	1114-6100	1.869	7.090	5.481
Collinder 240	1114-6100	2.903	7.160	5.481
NGC 5138	1326-5859	0.967	7.986	6.373
Basel 18	1327-6222	1.676	7.590	5.648
ASCC 77	1413-6307	2.673	6.990	5.925
NGC 6124	1625-4050	0.584	8.147	
Collinder 316	1651-4246	2.466	—	6.444
Collinder 316	1653-3838	2.668	—	6.239
ASCC 88	1705-3422	2.315	7.170	—
ASCC 88	1709-3421	2.425	7.170	_
Alessi 9	1731-4744	1.726	—	4.905
Collinder 359	1811 + 0702	2.488	7.506	6.433
NGC 6514	1801-2306	1.465	7.368	4.766
vdBergh 113	1809-2109	2.612	_	6.464
Dolidze 28	1825-1446	1.687	_	5.290
Dolidze 33	1841-0425	1.071	_	5.664
ASCC 104	1935 + 1747	2.515	7.710	
ASCC 104	1942 + 1747	2.442	7.710	_
ASCC 105	1946 + 2611	2.709	8.000	5.497
ASCC 111	2013 + 3845	2.488	7.050	5.615
NGC 3324	1038-5831	1.748	6.754	6.923

Tabela2.8 - Pulsares associados a aglomerados abertos.

Capítulo 3.

Resultados e Análises

Neste capítulo são mostrados os principais resultados obtidos a partir das associações encontradas entre os aglomerados abertos e os vários tipos de objetos pós-Seqüência Principal estudados. Implicações de tais associações acerca das propriedades físicas dos objetos e suas correlações com parâmetros físicos dos aglomerados, em especial as idades, são analisadas no decorrer deste capítulo.

3.1 Cefeidas Clássicas

A existência de certas Cefeidas projetadas sobre a extensão espacial de aglomerados abertos é conhecida há um longo tempo. Aparentemente, o primeiro a apontar sobre tais coincidências foi Doig (1925), que determinou a distância do aglomerado IC 4725 (M 25) a partir de relação período-luminosidade, assumindo que a Cefeida U Sgr pertence ao aglomerado. Ele também observou a proximidade da Cefeida S Nor ao centro do aglomerado NGC 6087 (Doig (1926)).

Após a redescoberta no início dos anos 1950's de coincidências espaciais entre Cefeidas e aglomerados abertos por Irwin (1955, 1958), Eggen (ver Sandage (1958)), e Kholopov (1956), um grande número de procuras por coincidências adicionais foram realizadas por Kraft (1957), van den Bergh (1957), e Tifft (1959), entre outros.

Estrelas variáveis Cefeidas identificadas como membros de aglomerados abertos e associações estelares têm sido utilizadas como calibradores da relação período-luminosidade. Para tanto, as distâncias destas estrelas são tomadas como as distâncias dos aglomerados onde estão localizadas, sendo estas últimas determinadas essencialmente através do método de ajuste à Seqüência Principal de Idade Zero (do inglês ZAMS). Tais associações também permitem estabelecer muitas das propriedades esperadas para as estrelas progenitoras das Cefeidas, como apontado por Turner (1996). As idades dos aglomerados abertos podem ser vinculadas com determinadas propriedades das Cefeidas, como por exemplo, seus períodos de pulsação, os quais são medidos diretamente através da observação. Seguindo essa idéia, foi dado início à procura de uma relação entre o período de pulsação da Cefeida e a idade do aglomerado aberto no qual a estrela foi identificada, como será descrito na próxima subseção.

3.1.1 Relação Período-Idade

A relação período-idade para Cefeidas clássicas foi estudada nos anos 1960's por diversos autores (Young (1961), Efremov & Kopylov (1967), Kippenhahn e Smith (1969), Meyer-Hofmeister (1969), Tammann (1970)), sendo sua existência confirmada por outros trabalhos (Meyer-Hofmeister (1972), Efremov (1976, 1978), Becker et al. (1977), Tsvetkov (1980, 1982), McNamara e Feltz (1981), Bono et al. (2005)). Tais estudos derivam a relação período-idade tanto teoricamente, a partir de cálculos sobre modelos estelares, quanto semi-empiricamente, a partir de estudos de Cefeidas em aglomerados. Esta relação pode ser usada, por exemplo, para estimar as idades individuais das Cefeidas e dos aglomerados e associações estelares que contêm tais variáveis, Tsvetkov (1989).

De acordo com a teoria de evolução estelar, estrelas de alta massa deixam a Seqüência Principal mais rapidamente e, devido às suas menores densidades, pulsam com períodos mais longos quando atravessam a faixa de instabilidade das Cefeidas. Em outras palavras, a relação período-idade tem como base o fato da massa da estrela possuir relação direta com seu período de pulsação, e relação inversa com sua idade evolutiva. Devemos esperar, portanto, por uma anti-correlação entre o período de pulsação da Cefeida e a idade do aglomerado aberto ao qual foi associada. Pode-se mostrar que deve existir uma relação linear entre os logaritmos destas duas grandezas, do tipo:

$$\log t = a - b \log P \tag{3.1}$$

A seguir, é mostrada uma derivação da relação 3.1 acima, adaptada de estudo de Tsvetkov (1989). 1. O tempo de vida da estrela na Seqüência Principal pode ser estimado, aproximadamente, através da seguinte fórmula (Sandage (1957), Clayton (1968)):

$$t_{SP} = B \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}},\tag{3.2}$$

onde

$$B = AfX, \qquad A = \left(1 - \frac{m_{He}}{4m_H}\right)c^2 \frac{M_{\odot}}{L_{\odot}} \frac{1}{N}$$

Na equação 3.2, t_{SP} é o tempo de vida na Seqüência Principal de uma estrela de massa M e luminosidade média L (M_{\odot} e L_{\odot} são a massa e luminosidade solar, respectivamente); X é a abundância em hidrogênio por massa da composição uniforme original; f é a fração da massa da estrela contida em seu núcleo, no qual o hidrogênio é convertido em hélio durante a fase de Seqüência Principal; m_H e m_{He} são as massas dos núcleos de hidrogênio e hélio, respectivamente; c é a velocidade da luz; e N é o número de segundos em um ano, para que as quantidades A, B e t_{SP} sejam obtidas em anos.

2. A relação entre o período e a densidade média da estrela $\overline{\rho}$ pode ser expressa pela equação:

$$P\cdot \sqrt{\frac{\overline{\rho}}{\overline{\rho}_{\odot}}} = const. = Q \ ,$$

onde a constante de pulsação Q, em modelos estelares básicos, possui um valor teórico de 0,03 dias, se é feita a suposição de que as pulsações estão ocorrendo no modo fundamental. Escrevendo as densidades médias em função da massa e do raio, teremos:

$$Q = P\sqrt{(M/M_{\odot}) \cdot (R/R_{\odot})^{-3}},$$
(3.3)

 $M, R, e \overline{\rho}$ são a massa, raio, e densidade média da estrela pulsante $(M_{\odot}, R_{\odot}, e \overline{\rho}_{\odot})$ são as quantidades correspondentes para o Sol).

As idades t das Cefeidas clássicas não devem exceder seus tempos de vida na Seqüência Principal por mais que 30% (Iben (1967)) ou 50% (Paczyński (1970)), as quais devem diminuir com o aumento da massa da estrela. Podemos então supor que as idades destas variáveis estão relacionadas com seus tempos de vida na Seqüência Principal através de uma relação simples:

$$t = h t_{SP} , \qquad (3.4)$$

onde h > 1. Um método muito conhecido para determinação do raio de uma Cefeida, independente de qualquer escala de temperatura ou luminosidade, é o chamado método "Baade-Wesselink" (Fernie (1984)). Tal método consiste na combinação da curva de luz e de cor da Cefeida com uma integração da sua curva de velocidade, fornecendo o raio médio da estrela. A partir do período e do raio derivado da Cefeida, obtemos a relação:

$$\log(R/R_{\odot}) = a_1 \log P + b_1.$$
(3.5)

A razão para a existência de tal relação é a seguinte: a relação $P(\overline{\rho})^{\frac{1}{2}} = cte$ mostra que o período possui uma dependência maior com o raio do que com a massa da estrela. Considerações sobre a evolução das Cefeidas sugerem que a massa destas estrelas aumente monotonicamente com a luminosidade, que por sua vez aumenta monotonicamente com o raio. Ou seja, deve existir uma relação massa-raio e, conseqüentemente, a relação $P(\overline{\rho})^{\frac{1}{2}}$ pode ser substituída por uma relação período-raio.

3. Usando a relação período-luminosidade para as Cefeidas clássicas, na forma:

$$\log\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right) = a_2 \log P + b_2 , \qquad (3.6)$$

e de posse das relações descritas acima, temos a seguinte derivação:

(*i*) Escrevendo a relação 3.4 na forma $\log t = \log h + \log t_{SP}$ e usando t_{SP} dado na equação 3.2, temos:

$$\log t = \log h + \log B + \log \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right) - \log \left(\frac{L}{L_{\odot}}\right).$$
(3.7)

(ii) Das equações 3.3 e 3.5, encontramos a seguinte relação:

$$\log\left(\frac{M}{M_{\odot}}\right) = 3a_1 \log P + 3b_1 - 2\log P + 2\log Q .$$
 (3.8)

(*iii*) Introduzindo as relações dadas nas equações 3.6 e 3.8 na equação 3.7, obtemos:

$$\log t = (3a_1 - a_2 - 2)\log P + 2\log Q + \log h + \log B + 3b_1 - b_2.$$
(3.9)

(iv) Adotando valores médios para as quantidades Q, $h \in B$, obtemos, dessa forma, a seguinte equação que traduz a relação entre o período de pulsação da Cefeida e sua idade evolutiva:

$$\log t = a_3 \log P + b_3 , \qquad (3.10)$$

onde

$$a_3 = 3a_1 - a_2 - 2 ,$$

$$b_3 = 2\log\overline{Q} + \log\overline{h} + \log\overline{B} + 3b_1 - b_2 .$$

O método usado para a derivação da relação período-idade proposto neste trabalho tem um caráter semi-empírico, visto que os períodos de pulsação das Cefeidas são medidos observacionalmente, e a estimativa das idades dos aglomerados abertos tem como base modelos teóricos para evolução estelar.

Os dados de distâncias, excessos de cor e idades dos aglomerados abertos presentes no catálogo DAML02 são resultados de uma compilação de vários trabalhos publicados na literatura, com base em observações fotométricas realizadas por diferentes autores. Dessa forma, é esperado um certo grau de inomogeneidade neste conjunto de dados que compõem tal catálogo. O resumo presente no apêndice A, acerca das associações que possuem estudos publicados na literatura, permite verificar uma certa discrepância nos valores das idades estimadas para alguns aglomerados, quando comparados estudos realizados por diferentes autores.

Diante de tal fato, preferiu-se não usar diretamente as idades catalogadas dos aglomerados para a obtenção da relação período-idade. Em vez disso, para a procura de uma relação mais consistente, decidiu-se estimar as idades dos aglomerados abertos em questão através do método de ajuste de isócronas, conhecido como main sequence fitting. O método consiste em determinar o excesso de cor E(B-V), a distância e a idade do aglomerado aberto, de acordo com os seguintes passos:

- Determinar o excesso de cor E(B-V) sofrido pelo aglomerado devido à extinção interestelar. Tal valor é determinado através do ajuste da ZAMS à distribuição dos pontos em um diagrama cor-cor [U-B] vs. [B-V].
- No diagrama cor-magnitude (CMD) V vs. [B-V] com os dados fotométricos das estrelas do aglomerado, estima-se a distância do aglomerado através do ajuste da ZAMS à distribuição dos pontos que definem a Seqüência Principal.
- De posse do excesso de cor e da distância, efetua-se o ajuste da isócrona aos pontos no mesmo diagrama V vs. [B-V].

Phelps e Janes (1994) relacionam vários critérios que devem ser levados em conta na determinação dos parâmetros dos aglomerados mencionados anteriormente. Para a obtenção do avermelhamento, deve-se escolher estrelas cujas posições no diagrama cor-cor indicam que elas são de tipo espectral A ou anterior. Tal escolha é ditada por vários fatores: (i)metalicidade - a metalicidade tem um grande efeito nas cores das estrelas late-type, com baixa metalicidade resultando em um excesso substancial no ultravioleta; (ii) binárias o uso de estrelas *early-type* minimiza erros no avermelhamento resultante da presença de estrelas binárias não resolvidas; (*iii*) rotação - efeitos de rotação reduzem a temperatura efetiva e a luminosidade de uma estrela, alterando assim sua cor. Tais efeitos são menos significativos para estrelas early-type; (iv) estrelas da pré-Seqüência Principal (PSP) determinação de avermelhamento para estrelas mais massivas da Seqüência Principal são mais confiáveis, uma vez que a probabilidade de que sejam objetos PSP é menor. Estes autores estimam uma incerteza típica total no avermelhamento de $\sigma_{E(B-V)} \approx 0,07$, incluindo efeitos aleatórios e sistemáticos. Para a obtenção da distância, deve-se efetuar o ajuste da ZAMS ao envelope inferior da Seqüência Principal devido os seguintes fatores: (i) binárias - efeitos de sistemas binários no diagrama cor-magnitude resultam no espalhamento da Seqüência Principal através de magnitudes mais brilhantes. Se a ZAMS for ajustada na direção das magnitudes mais brilhantes, a distância do aglomerado será subestimada; (*ii*)

rotação - rotação e inclinação axial de estrelas têm o efeito de espalhar a Seqüência Principal no sentido de magnitudes mais brilhantes e cores mais vermelhas. Como a maioria das estrelas na parte superior da Seqüência Principal apresentam rotação rápida, tal efeito pode afetar significantemente a largura observada da SP; (*iii*) efeitos evolutivos - estrelas com magnitudes absolutas $M_V \approx 2$ têm tempos de vida na SP maiores que 1 Gano e escalas de tempo na fase pré-Seqüência Principal de aproximadamente 3 Manos, fato que traduz a maior probabilidade de tais estrelas serem da SP.

Para o ajuste das isócronas, foi utilizado *script* desenvolvido por Wilton Dias usando o software de análise de dados e edição de gráficos *Origin*. Os dados fotométricos de cada aglomerado foram obtidos da base de dados $WEBDA^1$; foram utilizados dados de magnitudes nas bandas U, B e V do sistema Johnson-Cousins, obtidos através de fotometria fotoelétrica, fotográfica, ou CCD. Para os ajustes foram usados dados da ZAMS de Schmidt-Kaler (1982), baseados na adoção do módulo de distância das *Hyades* de $(m-M)_0 = 3, 28$, além de um conjunto de isócronas obtidos dos modelos do grupo de Padova, considerando metalicidades solares.

Apesar do método consistir na determinação inicial do excesso de cor e distância do aglomerado, da forma como descrita anteriormente, decidiu-se usar os valores catalogados destas quantidades. Para a grande maioria dos aglomerados, observou-se que os excessos de cor presentes no catálogo DAML02 forneceram bons ajustes da ZAMS aos pontos no diagrama [U-B] vs. [B-V]. Com relação às distâncias, foram verificados alguns casos de ZAMS deslocadas da Seqüência Principal nos diagramas cor-magnitude. Para estes, decidiu-se usar valores próximos das distâncias das Cefeidas associadas, o que possibilitou a obtenção de melhores ajustes. Dessa forma, com as ZAMS ajustadas nos diagramas corcor [U-B] vs. [B-V] e cor-magnitude V vs. [B-V], procedeu-se o ajuste visual das isócronas nos respectivos diagramas cor-magnitude. O objetivo básico do ajuste consiste em verificar as estrelas que estão saindo da Seqüência Principal (ponto de turn-off) e escolher a melhor curva da isócrona que passa por tais pontos. Para aglomerados mais velhos, que possuem estrelas no ramo das gigantes, as isócronas devem ser ajustadas de forma a passarem pelas estrelas do turn-off e pelas gigantes vermelhas.

Para cada aglomerado foram ajustadas duas isócronas, o que possibilita a obtenção

¹ http://www.univie.ac.at/webda/

de uma incerteza associada à estimativa da idade do aglomerado. As isócronas do grupo de Padova cobrem uma faixa de idades de log t = 6,60~a~10,25, espaçadas em intervalos de 0,05 dex. Este último valor acaba se tornando típico para as incertezas associadas às idades ($\sigma_{\log t} = 0,05$), correspondendo a incertezas no intervalo de 5 a 20 Manos, aproximadamente, de acordo com a faixa de idades dos aglomerados em questão. A precisão na determinação da idade depende criticamente da presença de estrelas evoluídas no aglomerado. Segundo Phelps e Janes (1994), aglomerados que possuem estrelas evoluídas luminosas podem ser ajustados com um intervalo mais limitado em idades, e assim apresentam incertezas menores que os aglomerados que não possuem tais estrelas. Assim, foram estimadas as idades de cada aglomerado e suas respectivas incertezas. O apêndice B mostra os diagramas cor-magnitude V vs. [B-V] construídos para os aglomerados que apresentaram associação física com as Cefeidas, de acordo com o método descrito anteriormente. Alguns comentários sobre casos particulares são feitos após a apresentação dos diagramas. Dentre estes, temos os casos em que as distâncias dos aglomerados foram substituídas por valores próximos das distâncias das Cefeidas com o fim de se obter melhores ajustes.

Para os aglomerados da série ASCC encontrados por Kharchenko et al. (2005a) a partir do catálogo de estrelas ASCC-2.5 baseado nas observações Tycho-2 da missão Hipparcos, são disponíveis somente os valores das magnitudes nas bandas $B \in V$. Dessa forma, não foi possível realizar o procedimento do ajuste de isócronas para estes aglomerados pelo fato de não possuírem dados fotométricos das estrelas na banda U.

O WEBDA dispõe de um recurso para construção de diagramas cor-cor, cor-magnitude e ajuste de isócronas. É oferecido um menu para escolha do sistema fotométrico a ser usado, seleção dos parâmetros para construção do diagrama, e escolha da fonte dos dados fotométricos. Para o ajuste de isócronas, pode-se editar os seguintes parâmetros de entrada: módulo de distância; excesso de cor E(B-V); extinção visual A_v ; idade (log t); além dos modelos de isócronas (Padova e Geneva) para vários valores de metalicidade Z.

Analisando os diagramas cor-magnitude dos aglomerados da série ASCC, com o uso da ferramenta do *WEBDA* descrita acima, não se observa uma Seqüência Principal bem definida para a maioria destes. As idades e as incertezas relativas destes aglomerados não podem ser avaliadas através do método de ajuste à Seqüência Principal descrito anteriormente. No apêndice B também são mostrados os CMD's destes aglomerados. Comparando as idades obtidas através do ajuste de isócronas e as idades dos aglomerados presentes no catálogo DAML02, verifica-se que a maioria dos valores concordam muito bem, estando as idades catalogadas muito próximas ou dentro do intervalo definido pelas incertezas das idades estimadas. Exceções são encontradas para os casos listados na tabela 3.1. As colunas relacionam os seguintes parâmetros: 1- nome do aglomerado aberto; 2- logaritmo da idade catalogada do aglomerado; e 3- logaritmo da idade do aglomerado estimada no presente estudo. Com exceção do último aglomerado listado, as divergências são no sentido das idades estimadas neste trabalho serem ligeiramente maiores que as idades catalogadas dos aglomerados.

Tabela 3.1 - Idades dos aglomerados abertos: t_c - idade catalogada; t_e - idade estimada neste estudo.

1	2	3
Aglomerado	$\log t_c$	$\langle \log t_e \rangle$
	(anos)	(anos)
NGC 6664	7.162	8.000
Lynga 6	7.430	7.850
Ruprecht 79	7.093	7.875
NGC 7790	7.749	8.000
NGC 6649	7.566	7.950
Trumpler 18	7.194	7.900
Berkeley 58	8.400	7.950

A tabela 3.2 mostra os dados das associações entre aglomerados abertos e Cefeidas utilizados para a obtenção da relação período-idade. As colunas designam os seguintes parâmetros: 1- nome do aglomerado; 2- identificação GCVS da Cefeida; 3- logaritmo do período de pulsação da Cefeida (relativo ao modo fundamental); 4- logaritmo da idade do aglomerado; 5- incerteza na idade do aglomerado. Para os aglomerados da série ASCC, as idades tabeladas são aquelas encontradas no catálogo DAML02. Para as Cefeidas que possuem período de pulsação relativo ao primeiro harmônico, classificadas como DCEPS no General Catalogue Of Variable Stars (GCVS; Samus' e Kholopov (1985)), os respectivos períodos foram convertidos a valores correspondentes ao modo fundamental. Usou-se a relação $\frac{P_1}{P_0} \approx 0, 7$, onde P_1 é o período relativo ao 1⁰ harmônico e P_0 é o período do modo

fundamental (e.g., Feast e Catchpole (1997); Alcock et al. (1995)).

1	2	3	4	5
Aglomerado	Cefeida	$\log P_0$ (dias)	$\log t$ (anos)	$\sigma_{\log t}$
vdBergh 1	CV Mon	0.730	7.950	0.050
NGC 6067	V340 Nor	1.052	7.850	0.050
IC 4725	U Sgr	0.828	7.875	0.075
NGC 6664	Y Sct	1.014	8.000	0.050
Turner 9	SU Cyg	0.584	8.130	0.070
NGC 129	DL Cas	0.903	7.900	0.050
NGC 129	V379 Cas	0.788	7.900	0.050
Lynga 6	TW Nor	1.032	7.850	0.050
NGC 6087	S Nor	0.989	7.800	0.050
Ruprecht 79	CS Vel	0.771	7.875	0.025
Collinder 394	BB Sgr	0.821	7.850	0.050
NGC 7790	CE CasA	0.710	8.000	0.050
NGC 7790	CE CasB	0.651	8.000	0.050
NGC 7790	CF Cas	0.687	8.000	0.050
NGC 5662	V Cen	0.739	7.975	0.075
Trumpler 35	RU Sct	1.294	7.650	0.100
NGC 2546	AT Pup	0.823	7.850	0.050
Berkeley 58	CG Cas	0.640	7.950	0.050
NGC 6649	V367 Sct	0.798	7.950	0.100
NGC 6067	QZ Nor	0.733	7.850	0.050
NGC 6664	EV Sct	0.645	8.000	0.050
Platais 1	V1726Cyg	0.781	8.280	0.050
NGC 1647	SZ Tau	0.653	8.130	0.050
Trumpler 18	GH Car	0.912	7.900	0.100
NGC 2345	TV CMa	0.669	7.850	0.050
ASCC 2	FM Cas	0.764	8.830	_
ASCC 111	V402 Cyg	0.639	7.050	_
ASCC 120	AK Cep	0.859	7.080	_
ASCC 8	SZ Cas	1.620	6.760	-
ASCC 60	Y Car	0.561	8.360	_
ASCC 69	S Mus	0.984	7.910	-
ASCC 65	IT Car	0.876	7.090	_

Tabela 3.2 - Dados de associações entre aglomerados abertos e Cefeidas.

Em estudo sobre a relação período-idade para as Cefeidas na Grande Nuvem de Magalhães, Efremov (2003) não inclui em sua amostra as Cefeidas com pequenas amplitudes de pulsação e curvas de luz aproximadamente sinusoidais, argumentando que o estado evolutivo de tais estrelas não é inteiramente claro e que estes objetos certamente apresentam pulsação no 1^0 harmônico. O autor propõe que todas as Cefeidas que se encontram no primeiro cruzamento da faixa de instabilidade estão pulsando no 1^0 harmônico, embora o contrário nem sempre seja verdadeiro; muitas destas estrelas que apresentam tais períodos de pulsação estão em diferentes estágios evolutivos. Turner (1996), em seu estudo sobre as estrelas progenitoras das Cefeidas clássicas, afirma que os primeiros cruzamentos da faixa de instabilidade ocorrem tão rapidamente que as Cefeidas neste estágio da evolução pós-Seqüência Principal são razoavelmente incomuns. Tal autor também conclui que devido os tempos de cruzamento serem tão menores que as idades evolutivas das Cefeidas, o espalhamento nas relações período-idade deveriam ser menores se a amostra de estrelas não incluísse aquelas pulsantes no modo relativo ao primeiro cruzamento. Neste trabalho, decidiu-se incluir as Cefeidas que apresentam período de pulsação relativo ao 1^0 harmônico na obtenção da relação período-idade descrita inicialmente. Para diminuir a dispersão da relação, os períodos de tais estrelas foram convertidos aos relativos ao modo fundamental, como descrito no parágrafo anterior.

Com os dados da tabela 3.2, plotaram-se as idades dos aglomerados, estimadas através dos ajustes de isócronas, em função dos períodos de pulsação das Cefeidas relativos ao modo fundamental. A figura 3.1 mostra o diagrama período-idade assim obtido.

Observa-se no diagrama acima que alguns pontos se encontram longe da tendência mostrada pelos pontos localizados no intervalo em idades de 7,6 < $\log t$ < 8,4. Todos estes pontos são relativos a Cefeidas associadas aos aglomerados da série ASCC, para os quais não puderam ser obtidos ajustes de isócronas. São eles: ASCC 2, ASCC 8, ASCC 65, ASCC 111 e ASCC 120. Desejando a obtenção de uma relação mais confiável através de um ajuste à distribuição dos pontos no diagrama período-idade, decidiu-se não incluir os pontos relativos aos aglomerados mencionados anteriormente. Tal decisão se justifica não somente pelo simples fato destes pontos se localizarem longe da tendência principal mencionada, mas principalmente pelo fato de estarem associados com aglomerados para os quais há dúvidas com relação à estimativa de suas idades publicadas na literatura. Os aglomerados ASCC 60 e ASCC 69, embora também apresentarem diagramas cor-magnitude com Seqüências Principais mal definidas, encontram-se dentro da tendência apresentada pela maioria dos pontos no diagrama período-idade. Dessa forma, resolveu-se incluir os



Figura 3.1: Diagrama período-idade para Cefeidas Galácticas.

dados destes aglomerados, adotando como incertezas em suas idades o valor característico de $\sigma_{\log t} = 0,05$.

Para o novo conjunto de pontos no diagrama período-idade, um ajuste por regressão linear fornece a seguinte relação:

$$\log t = 8,434(\pm 0,048) - 0,608(\pm 0,059)\log P_0 , \qquad (3.11)$$

com coeficiente de correlação linear de 0,74. Os coeficientes da relação acima são calculados através do método dos mínimos quadrados.

Comparando a relação acima com a obtida por Efremov (2003) para as Cefeidas da Grande Nuvem de Magalhães, de $\log t = 8,50 - 0,65 \log P_0$, observa-se uma grande concordância com relação aos valores dos coeficientes das duas relações. O novo diagrama período-idade com o respectivo ajuste é mostrado na figura 3.2.

A tabela 3.3 a seguir mostra os dados das relações período-idade para Cefeidas clássicas encontradas por vários autores, por métodos teóricos ou semi-empíricos, e em alguns casos, para diferentes composições químicas estelares. As colunas relacionam os seguintes parâmetros: 1- coeficiente angular α da relação período-idade (log $t = \alpha \log P_0 + \beta$); 2coeficiente linear β ; 3- composição química estelar; 4- fonte de referência.



Figura 3.2: Diagrama período-idade para Cefeidas Galácticas. A linha sólida representa o ajuste obtido no presente estudo; a linha tracejada representa ajuste obtido por Efremov para os dados de Cefeidas localizadas em aglomerados da Grande Nuvem de Magalhães.

Tabela 3.3 - Dados de relações período-idade para Cefeidas clássicas de outros autores e os obtidos no presente estudo.

1	2	3		4
α	β	Composição quím	ica	Fonte
		X Y	Z	
-0.714	8.570			Young (1961)
-0.651	8.160	0.602 0.3	54 0.044	Kippenhahn e Smith (1969),
-0.651	8.330	0.739 0.2	40 0.021	Tammann (1970)
-0.780	8.450	0.700 0.2	80 0.020	Becker et al. (1977)
-0.677	8.157	0.602 0.3	54 0.044	Efremov (1978)
-0.509	8.492			Efremov e Elmegreen (1998)
-0.650	8.650			Efremov (2003)
-0.670	8.310		0.020	Bono et al. (2005)
-0.600	8.400			Magnier et al. (1997)
-0.608	8.434			presente estudo

Analisando os dados relacionados na tabela 3.3, verifica-se uma grande concordância entre os valores dos coeficientes angulares e lineares obtidos entre os vários trabalhos, assim como com os obtidos neste estudo. Certifica-se assim que os diferentes métodos utilizados para a derivação da relação período-idade, sejam eles de forma teórica, através de modelos para evolução de estrelas massivas (Kippenhahn e Smith (1969); Meyer-Hofmeister (1969)), ou de forma semi-empírica, através de cálculos de trajetórias evolutivas (Tsvetkov (1986)) ou usando Cefeidas localizadas em aglomerados (Efremov (1978, 2003) e o presente estudo), levam essencialmente aos mesmos resultados.

Algumas considerações sobre a utilização da relação período-idade podem ser levantadas, tais como as apresentadas por Bono et al. (2005). As principais vantagens em utilizar tal relação para estimar as idades das Cefeidas são as seguintes: (1) as idades estimadas se baseiam em um observável - o período - o qual é marginalmente afetado por erros sistemáticos, tais como avermelhamento, distância, e calibrações fotométricas; (2) a relação período-idade pode ser aplicada a objetos individuais. Portanto, idades estimadas relativas, baseadas neste método, podem fornecer dados sobre a ocorrência de gradientes de idade, como por exemplo, ao longo do disco Galáctico; (3) a aplicação da relação período-idade a Cefeidas pertencentes a aglomerados fornece uma grande oportunidade para estimar a idade do aglomerado, uma vez que a fotometria das estrelas do turn-off da Seqüência Principal seja escassa ou incerta. Algumas desvantagens na utilização de tal relação também podem ser destacadas: (1) relações período-idade têm sido calibradas através da utilização de Cefeidas em aglomerados. Entretanto, ambos o ponto-zero e a inclinação destas relações são afetados por incertezas no módulo de distância e no avermelhamento dos aglomerados selecionados, assim como pelo intervalo em períodos coberto pelas Cefeidas; (2) relações período-idade têm sido derivadas apenas para Cefeidas pulsantes no modo fundamental. A possibilidade de derivar relações independentes para as pulsantes no modo fundamental e as pulsantes no 1⁰ harmônico poderia melhorar a precisão de tal relação no intervalo de baixos períodos (log $P \leq 1$); (3) idades de Cefeidas baseadas na relação período-idade dependem da suposição estatística de que a faixa de instabilidade das Cefeidas possui uma largura de temperatura desprezível. Esta é uma suposição plausível no intervalo de curtos períodos, mas idades de Cefeidas de longo período ($\log P > 1$) deveriam ser estimadas com base em uma relação período-idade-cor. Tal relação leva em conta posições individuais das Cefeidas dentro da faixa de instabilidade, sendo portanto marginalmente afetada pelo espalhamento em luminosidade provocado por efeitos evolutivos (Magnier et al. (1997)).

Analisando o diagrama período-idade, verifica-se que as Cefeidas perfazem um intervalo estreito em idades. Deve-se notar também que há uma grande prevalência das Cefeidas de curto período $(\log P < 1)$ sobre aquelas de longo período $(\log P > 1)$ no que se refere à probabilidade de associação física com aglomerados abertos. Dessa forma, a relação período-idade obtida anteriormente possui uma forte dependência com os dados das Cefeidas de curto período. É esperada uma extensão da relação para as Cefeidas de mais longo período, embora sejam poucos os casos de associações destas estrelas com aglomerados abertos. Possivelmente, tais estrelas de longo período estariam relacionadas à associações estelares jovens, as quais cobrem uma faixa de idades relativamente menor quando comparada a dos aglomerados abertos. van den Bergh (1985) e van den Bergh et al. (1985) realizam estudo fotométrico do campo adjacente de 14 Cefeidas com períodos P > 12 dias, chegando a um resultado desapontador de que nenhuma delas parece estar localizada em uma associação estelar. Neste sentido, realizou-se o cruzamento do catálogo de Cefeidas de Berdnikov et al. (2003) com catálogo de associações estelares publicado por Ruprecht et al. (1982), a fim de se obter dados de associações entre tais objetos. Infelizmente, são poucos os parâmetros catalogados para as associações estelares, não sendo disponíveis dados de distâncias, idades, ou extensões físicas destes objetos. Tal fato tornou inviável o aprofundamento do estudo das Cefeidas localizadas em associações estelares neste trabalho.

Usando a relação período-idade para estimar as idades de toda a amostra de Cefeidas, observa-se através do histrograma apresentado na figura 3.3, em linha contínua, que estes objetos são essencialmente jovens, com um máximo na distribuição em idades de aproximadamente 80 a 90 milhões de anos. Para efeito de comparação, pode-se obter uma outra distribuição de idades das Cefeidas usando uma relação alternativa massa-idade, como a apresentada em Binney e Merrifield (1998) (1998, p. 280, Eqs. (5.5) e (5.6)), da forma:

$$\log t = 9,75 - 2,5 \log \left(M_*/M_{\odot} \right), \tag{3.12}$$

válida para massas no intervalo $2 < M_*/M_{\odot} < 20$, característico para as massas das Cefeidas. A partir de relação dada por Turner (1996) entre a massa da estrela progenitora da Cefeida e o período de pulsação desta, de:

$$\log\left(M_{Cef}/M_{\odot}\right) = 0,41+0,50\log P_0,\tag{3.13}$$

podemos usar as equações 3.12 e 3.13 acima para derivar uma segunda distribuição de idades das Cefeidas, mostrada na figura 3.3 sob a forma do histrograma em linha pontilhada. Percebe-se que o segundo método leva à obtenção de objetos ligeiramente mais jovens, o que pode ser explicado pelo fato da relação dada por Binney e Merrifield (1998) na equação 3.12 ser aplicada às estrelas que acabaram de sair da Seqüência Principal.



Figura 3.3: Linha contínua: histograma da distribuição das idades das Cefeidas a partir da relação período-idade obtida no presente estudo. Linha pontilhada: o equivalente usando relação massa-idade de Binney e Merrifield (1998) e relação massa-período de Turner (1996).

As Cefeidas, sendo estrelas relativamente jovens, representam objetos com grande potencial para o estudo do padrão espiral da Galáxia; as estrelas mais jovens, e conseqüentemente as de mais longo período, devem se encontrar próximas dos seus locais de nascimento no disco galáctico, ou seja, próximas dos braços espirais onde devem ter sido formadas. Dessa forma, as Cefeidas, assim como os aglomerados abertos e as regiões HII, podem servir como delineadores da estrutura espiral da Galáxia. Tal idéia é baseada na suposição de que a formação estelar ocorre preferencialmente nos braços espirais; Roberts (1969), Shu et al. (1972) e outros autores admitem que as ondas de choque nos braços espirais são os mecanismos propulsores da formação estelar. Tammann (1970) estuda a distribuição das Cefeidas clássicas de longo período no plano galáctico. O autor assume que uma comparação entre as idades das Cefeidas e aglomerados estelares mostra que Cefeidas com períodos maiores que 11,25 dias, correspondendo a idades de $t \leq 30 \cdot 10^6$ anos (usando relação período-idade teórica determinada por Kippenhahn e Smith (1969)), devem ser tão bons traçadores dos braços espirais quanto os jovens aglomerados galácticos. Impulsionado por tais evidências, demos início à análise da distribuição da amostra de Cefeidas no plano galáctico e como a mesma pode ser usada para o estudo da estrutura espiral da Via Láctea. A próxima subseção detalha os passos tomados nesta linha de pesquisa.

3.1.2 Cefeidas como traçadores da estrutura espiral da Galáxia

De acordo com Feast e Shuttleworth (1965), a dispersão de velocidades média das Cefeidas com relação à velocidade de rotação galáctica é de $11, 5 \pm 0, 7 \ km \ s^{-1}$. Portanto, para uma velocidade peculiar média de 10 $km \ s^{-1}$, uma estrela sofre um deslocamento de 10 pc em 10⁶ anos. Considerando os dados apresentados por Becker (1963), os diâmetros transversais dos braços espirais são de aproximadamente 300 a 500 pc. Temos, portanto, que as estrelas progenitoras das Cefeidas devem permanecer localizadas nos braços espirais dentro de um intervalo de aproximadamente 30 a 50 milhões de anos, de acordo com os dados acima.

Analisando a distribuição das idades das Cefeidas obtidas da relação período-idade (figura 3.3), nota-se a existência de algumas dezenas de Cefeidas com idades menores que 50 milhões de anos. Este intervalo equivale a períodos maiores que ~ 15 dias. Acredita-se que este intervalo em idades compreenda um tempo suficiente para que a Cefeida permaneça próxima do seu local de nascimento no disco Galáctico. Projetando-se as posições deste grupo de Cefeidas no plano Galáctico, espera-se então verificar a presença de alguma estrutura espiral baseada nos braços da Galáxia. As posições projetadas no plano Galáctico, no sistema de referência como o apresentado na figura 3.4, onde o centro Galáctico (CG) possui coordenadas (0;0) e o Sol está localizado na posição (0;7,5), são obtidas através das seguintes relações: 1

$$\begin{cases} x = d\cos b \sin l \\ y = R_0 - d\cos b \cos l , \end{cases}$$
(3.14)

com $R_0=7,5~kpc$ para a distância galactocêntrica do Sol, d a distância heliocêntrica da Cefeida, $l \in b$ as suas longitude e latitude galácticas, respectivamente. A figura 3.4 mostra a disposição dos pontos e curvas relativas a três segmentos de braços espirais sobrepostas. A equação que descreve tais braços é do tipo espiral logarítmica:

$$r = r_i \exp(k\theta + \phi_0) , \qquad (3.15)$$

onde r_i é o raio inicial, θ é o ângulo polar galactocêntrico, tomado com relação à direção do Sol como origem e crescendo no sentido anti-horário, ϕ_0 é o ângulo de fase inicial, e $k = \tan(i)$ é uma constante relacionada com o *pitch angle i* do braço. Os segmentos de braços representam um ajuste a uma amostra de aglomerados abertos com idades entre 5 a 8 Manos, como relatado por Dias e Lépine (2005). Observando a figura 3.4b, apesar da pouca quantidade de pontos, não fica muito clara a formação de um padrão espiral a partir das posições das Cefeidas com idades menores que 50 Manos. Uma seleção da amostra para Cefeidas com períodos progressivamente maiores (idades menores) garantiria a construção de subamostras com maiores probabilidades dos objetos recriarem o padrão espiral. Entretanto, o número de objetos decresce por um grande fator em contrapartida.

Uma outra forma de se estudar a estrutura dos braços espirais da Galáxia usando os parâmetros físicos das Cefeidas (distância, idade e velociade espacial), baseia-se na integração de suas órbitas. Supõe-se que as estrelas progenitoras se formam nos braços espirais, a partir da contração das nuvens moleculares quando submetidas à passagem da onda de densidade que forma o braço. Assim, a integração das órbitas das Cefeidas no disco galáctico deve indicar as posições dos braços na época do nascimento de suas estrelas progenitoras.

Para isso, o tempo utilizado na integração das órbitas deve ser igual à idade da Cefeida, estimada pela relação período-idade. De posse do espaço de posições e velocidades das estrelas, e de suas idades, obtêm-se seus locais de nascimento no plano Galáctico. Cada posição encontrada representa um ponto de um braço na época do nascimento da estrela. Deve-se notar que a distribuição de pontos assim obtida representa instantes diferentes



Figura 3.4: Posições atuais das Cefeidas projetadas no plano Galáctico. O ponto com coordenadas (0;7,5) corresponde à posição do Sol no plano. O centro Galáctico está na origem (0;0). O sistema de eixos X e Y, mostrado em linhas tracejadas, segue a orientação: X positivo na direção da rotação galáctica; Y positivo na direção do anti-centro Galáctico. (a) Posições de toda a amostra de Cefeidas do catálogo de Berdnikov et al. (2003). Os três segmentos de braços espirais são mostrados: 1- braço de Sagittarius-Carina; 2- braço de Orion (braço local); 3- braço de Perseus. (b) Posições das Cefeidas com período $P \ge 15$ dias. Obs.: o ponto na posição do centro Galáctico é um artefato do script utilizado para gerar o gráfico.

das posições dos braços, quando de suas passagens pelo disco Galáctico. Para reconstituir as posições atuais dos braços, basta rotacionar o conjunto de pontos, que representam os locais de nascimento das estrelas, sob uma velocidade angular igual à velocidade de rotação do padrão espiral Ω_P . Logicamente, cada ponto deve ser rotacionado sob um intervalo de tempo correspondente à idade da Cefeida que o produziu. Esta técnica traz a vantagem de se poder trabalhar com um maior número de estrelas, uma vez que as distâncias e idades são determinadas para toda a amostra, e velocidades radiais e/ou movimentos próprios são estimados para uma grande quantidade de objetos.

O procedimento descrito acima foi realizado através de dois métodos diferentes: o primeiro considerando órbitas circulares para as Cefeidas, cujas velocidades de rotação em torno do centro Galáctico foram obtidas através das velocidades radiais catalogadas; o segundo método, através da integração real das órbitas, usando as velocidades espaciais das estrelas (velocidades radiais e movimentos próprios) e efetuando-se a correção devida à rotação diferencial do disco Galáctico. A seguir, os dois métodos mencionados são descritos passo a passo.

Método 1: Órbitas Circulares

De posse das distâncias, idades e velocidades radiais das Cefeidas, constituindo uma amostra de 321 objetos, efetuou-se a computação das posições atuais dos braços espirais de acordo com os seguintes passos:

 Primeiramente, realizou-se a decomposição das velocidades radiais heliocêntricas das Cefeidas no sistema de eixos u, v e w, definidos na seção 2.3, para a aquisição das velocidades radiais relativas ao LSR. Usou-se o mesmo sistema de equações 2.2:

$$v = v_{rad} \cdot \operatorname{sen} l \cdot \cos b$$

$$u = -v_{rad} \cdot \cos l \cdot \cos b \qquad (3.16)$$

$$w = v_{rad} \cdot \operatorname{sen} b$$

Para cada componente $u, v \in w$, foram adicionados os valores das componentes da velocidade peculiar do Sol, definidos nas equações 2.3. Por último, somaram-se as projeções das novas componentes na linha de visada das estrelas, obtendo-se assim as velocidades radiais relativas ao LSR para cada objeto.

 Calculou-se a velocidade de rotação das Cefeidas em torno do centro Galáctico usando a relação:

$$V_{rot} = \left[\left(\frac{V_{rad}}{\operatorname{sen} l \cdot \cos b} \right) + V_0 \right] \cdot \frac{R}{R_0} , \qquad (3.17)$$

onde V_{rad} é a velocidade radial relativa ao LSR, $V_0 = 220 km \ s^{-1}$ é a velocidade adotada para o LSR, $R \in R_0$ são as distâncias galactocêntricas da Cefeida e do Sol, respectivamente. Um esquema mostrando tais quantidades é apresentado na figura 3.5.



Figura 3.5: Desenho esquemático para dedução da relação entre a velocidade radial no LSR e a velocidade de rotação da estrela (equação 3.17. O Sol é indicado pelo círculo no topo da figura; o centro Galáctico é o ponto designado por CG; a estrela representa uma dada Cefeida a uma distância d e longitude galáctica l.

• Calculou-se o deslocamento angular entre a posição atual de cada Cefeida e a posição relativa ao seu local de nascimento, através da relação:

$$\Delta \theta = \left(\frac{V_{rot}}{R}\right) \cdot t_{cef} , \qquad (3.18)$$

onde t_{cef} é a idade da Cefeida a partir da relação período-idade.

• Definiu-se a posição de nascimento no plano Galáctico de cada Cefeida, dada a sua posição atual e o deslocamento angular:

$$X_0 = R \cdot \operatorname{sen}(\theta - \Delta \theta)$$

$$Y_0 = R \cdot \cos(\theta - \Delta \theta) , \qquad (3.19)$$

onde θ é o ângulo entre R e R_0 , dependendo, portanto, da posição inicial da estrela.

 As posições atuais dos braços espirais foram então calculadas rotacionando todos os pontos relativos às posições de nascimento das estrelas progenitoras das Cefeidas de um ângulo igual a $\Omega_P \cdot t_{cef}$, onde Ω_P é a velocidade de rotação do padrão espiral:

$$X_b = R \cdot \operatorname{sen}(\theta - \Delta \theta + \Omega_P \cdot t_{cef})$$

$$Y_b = R \cdot \cos(\theta - \Delta \theta + \Omega_P \cdot t_{cef}) .$$
(3.20)

 X_b e Y_b correspondem a pontos no plano Galáctico sobre um sistema de eixos com origem no centro Galáctico, sendo x orientado no sentido da rotação Galáctica e y orientado no sentido do anti-centro Galáctico. Nos cálculos acima, foi usado o valor para Ω_P de 25 km s⁻¹ kpc⁻¹, como o obtido por Dias e Lépine (2005) para a velocidade de rotação do padrão espiral da Galáxia.

Como mencionado, X_b e Y_b , teoricamente, correspondem a pontos dos braços em suas posições atuais. Seria esperado, dessa forma, que a disposição de tais pontos no plano Galáctico devesse recompor a estrutura dos braços espirais. No entanto, ao término deste procedimento, não se observa nenhum padrão espiral definido (figura 3.6a). Uma segunda versão do programa foi rodada. Nesta, utilizou-se a amostra de Cefeidas com idades menores que 50 milhões de anos, a fim de eliminar possíveis erros sistemáticos quando da utilização de objetos mais velhos. Novamente, nenhuma estrutura espiral pode ser verificada após a redistribuição dos pontos $(X_b;Y_b)$ no plano Galáctico (figura 3.6b).

O mesmo método foi aplicado usando curvas de rotação para a obtenção das velocidades de rotação das Cefeidas. As curvas descritas na seção 2.3 foram utilizadas, com dois valores para V_0 de 200 e 240 km s⁻¹. A mesma dispersão dos pontos nas figuras 3.6a e 3.6b é observada para este novo caso.

Este resultado é fácil de entender quando se calculam as velocidades radiais residuais das estrelas. Tais velocidades são dadas pela diferença entre a velocidade radial observada no LSR e aquela predita por um modelo de rotação Galáctica. As velocidades residuais, dessa forma, refletem a presença de movimentos não-circulares. Para as Cefeidas, obtêmse valores absolutos residuais de até ~ 40 km s⁻¹, e com uma distribuição praticamente uniforme sobre o plano Galáctico. Não se observa uma tendência sistemática sobre valores positivos ou negativos da variação de tais velocidades residuais com a longitude Galáctica (figura 3.7a).



Figura 3.6: Tentativa de reconstrução do padrão espiral a partir das órbitas das Cefeidas - Método das órbitas circulares: (a) Para a amostra de 321 Cefeidas com dados de velocidade radial; (b) para a amostra de Cefeidas com idades menores que 50 milhões de anos (P > 15 dias).

Método 2: Integração Exata das Órbitas

Este método leva em conta o desvio das órbitas circulares devido ao campo inicial de perturbações quando da passagem das ondas de densidade, que formam os braços espirais, pelo gás em rotação no disco. Em outras palavras, a perturbação criada pelo potencial da estrutura espiral produz uma desaceleração das nuvens moleculares em raios galactocêntricos menores que o raio da corrotação, e uma aceleração de tais nuvens para raios maiores. Embora órbitas aproximadamente circulares sejam esperadas para as Cefeidas, devido ao fato de serem objetos jovens e a grande maioria apresentar pequenas velocidades residuais (figura 3.7b), uma integração exata de suas órbitas deve levar em conta as perturbações iniciais no espaço de velocidades.

Trabalhamos agora com as componentes das velocidades espaciais das estrelas: velocidades radiais e velocidades tangenciais, expressas em movimentos próprios. Dessa forma, dentro da amostra de Cefeidas, foram selecionadas aquelas que possuem dados de distância, velocidade radial e movimento próprio em coordenadas equatoriais. A integração das órbitas foi realizada através dos seguintes passos:

 Primeiramente, foram transformados os valores de movimento próprio em ascensão reta e declinação, dados no catálogo de Berdnikov et al. (2003), para movimento próprio em longitude e latitude galácticas. Para tanto, fez-se uso de um conjunto de relações para conversão das coordenadas equatoriais em coordenadas galácticas, que


Figura 3.7: (a) Velocidades radiais residuais das Cefeidas em função da longitude galáctica; (b) Histograma das velocidades residuais, em bins de 5 $km s^{-1}$.

em forma matricial, podem ser escritas como:

$$\begin{bmatrix} \cos b \cos(l - l_{CG}) \\ \cos b \sin(l - l_{CG}) \\ \sin b \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} 1 & 0 & 0 \\ 0 & \cos i & \sin i \\ 0 & -\sin i & \cos i \end{bmatrix} \cdot \begin{bmatrix} \cos \delta \cos(\alpha - \alpha_N) \\ \cos \delta \sin(\alpha - \alpha_N) \\ \sin \delta \end{bmatrix}$$
(3.21)

onde *i* é a inclinação do plano galáctico com relação ao plano que contém o equador celeste ($i \approx 62, 6^{\circ}$), l_{CG} é o ângulo correspondente ao deslocamento da origem das coordenadas galácticas até o ponto de intersecção entre os planos equatorial e galáctico, o nodo N ($l_{CG} \approx 33^{\circ}$), e α_N é o ângulo correspondente à rotação do nodo N até a origem do sistema equatorial, o ponto vernal ($\alpha_N \approx 282, 25^{\circ}$). Todos estes valores são válidos para B1950. Para o referencial J2000, adota-se $i = 62, 9^{\circ}$ (Lima Neto, Gastão B., Astronomia de Posição - Notas de aula, p. 20, 21).

Em seguida, utilizou-se o sistema de equações que relacionam os movimentos próprios nas diferentes coordenadas:

$$\mu_{\alpha} \cdot \cos \delta = \left(\frac{\partial \alpha}{\partial l} \cdot \mu_{l} + \frac{\partial \alpha}{\partial b} \cdot \mu_{b}\right) \cdot \cos \delta$$

$$\mu_{\delta} = \frac{\partial \delta}{\partial l} \cdot \mu_{l} + \frac{\partial \delta}{\partial b} \cdot \mu_{b} ,$$
(3.22)

 Projetaram-se as velocidades radiais e tangenciais observadas das estrelas (velocidades heliocêntricas) no sistema de eixos u, v e w. Para as velocidades tangenciais, usou-se a relação destas com os movimentos próprios:

$$v_t = \frac{4,74 \ \mu \ d}{1000} \ , \tag{3.23}$$

com o movimento próprio μ em mas/ano e a distância d em pc para a velocidade tangencial em $km s^{-1}$. Cada componente $u, v \in w$ foi corrigida do movimento peculiar do Sol, obtendo-se assim as velocidades observadas das estrelas relativas ao LSR.

• Foram feitas as correções das velocidades radiais e tangenciais observadas devido à rotação diferencial galáctica. Dadas as longitudes e distâncias de cada Cefeida, as correções foram calculadas computando-se as velocidades radiais e tangenciais esperadas, no referencial do LSR, supondo rotação puramente circular de acordo com a curva de rotação considerada, e com a devida subtração do movimento do LSR na direção da linha de visada da estrela. As diferenças entre as velocidades observadas e as esperadas a partir da curva de rotação fornecem as quantidades que serão usadas como velocidades iniciais de perturbação no programa para integração das órbitas:

$$\begin{cases} \delta v_r = V_{r \ obs} - V_{r \ C.R.} \\ \delta v_t = V_{t \ obs} - V_{t \ C.R.} \end{cases}$$
(3.24)

onde os subscritos obs e C.R. referem-se às velocidades observadas e às esperadas pela curva de rotação, respectivamente.

- Em seguida, as velocidades corrigidas foram usadas como componentes, junto com o ângulo de posição inicial θ, para a obtenção das velocidades radiais e azimutais, V_R e V_φ, no sistema do referencial com origem no centro Galáctico (figura 3.8).
- As componentes galactocêntricas das velocidades de rotação calculadas anteriormente, juntamente com as coordenadas polares das posições iniciais das Cefeidas R e θ, e as idades calculadas, constituem os parâmetros de entrada para o programa de integração das órbitas. A integração é realizada tendo como base a aceleração produzida pela força "centrífuga" devida ao potencial Galáctico, assim como a conservação do momento angular orbital da estrela. Novamente, as idades das Cefeidas são usadas como tempo total para integração das órbitas.



Figura 3.8: Desenho esquemático do plano Galáctico: o Sol é indicado pelo círculo no topo da figura; o centro Galáctico é o ponto designado por CG; a estrela representa uma dada Cefeida a uma distância d e longitude galáctica l. As componentes radial e azimutal V_R e V_{ϕ} da velocidade de rotação da estrela no sistema local Galáctico estão representadas.

• Os valores retornados após a integração das órbitas são as posições de nascimento das Cefeidas R_{nasc} e θ_{nasc} . Como descrito no método anterior, a recomposição das posições atuais dos braços é realizada rotacionando cada ponto (R_{nasc} ; θ_{nasc}) de um ângulo igual ao produto entre a velocidade de rotação do padrão espiral e a idade da Cefeida correspondente ($\Omega_P \cdot t_{Cef}$).

O resultado obtido, após finalizadas todas as etapas descritas acima, não difere muito daquele onde órbitas circulares foram consideradas. Restringindo a amostra para as Cefeidas mais jovens, com idades menores que 50 milhões de anos, conseguimos uma ligeira diminuição da dispersão dos pontos que representam as posições atuais dos braços (figura 3.9). Com muito "otimismo", enxerga-se uma concentração de pontos que poderiam estar associados com o braço de Sagittarius-Carina (braço 1 na figura 3.9), e outra concentração que parece delinear o braço de Perseus (braço 3). O braço de Orion, onde o Sol está localizado, parece não ser reconstituído nesta figura. No entanto, nenhuma análise mais profunda pode ser feita devido à pobre estatística da amostra.

A principal fonte de erros na determinação das posições atuais dos braços espirais,



Figura 3.9: Tentativa de reconstrução do padrão espiral a partir da integração das órbitas das Cefeidas, levando em conta as amplitudes das velocidades de perturbação iniciais. Os segmentos de braços são os mesmos da figura 3.4.

a partir dos métodos descritos anteriormente, são as incertezas nas idades das Cefeidas. O erro padrão na determinação das idades, estimadas através da relação período-idade, é de 0,109 em log t_{Cef} (1 σ). Entretanto, visto o fato de todas as idades serem obtidas pelo mesmo método, a propagação de erros é minimizada quando o resultado final são as posições relativas das Cefeidas. Em outras palavras, todas as posições acabam carregando quantidades de incerteza semelhantes, que perdem parte de seu valor quando o objetivo é a análise das distâncias relativas dos objetos. Além disto, os métodos usados para a procura das posições atuais dos braços espirais não possuem excessiva dependência com as idades das Cefeidas. Como visto, tais idades são usadas em uma direção para a procura das posições de nascimento das Cefeidas, e na direção oposta quando rotacionados os correspondentes pontos às suas posições atuais nos braços.

Pode-se concluir que o aparente insucesso no uso das Cefeidas como traçadores dos braços espirais, de acordo com os métodos utilizados neste estudo, reside nos seguintes fatos: as Cefeidas cobrem um intervalo em idades onde os objetos mais jovens da amostra estudada possuem idades suficientes para que a estrutura espiral da Galáxia seja apagada. De acordo com Dias e Lépine (2005), sobre uma amostra de aglomerados abertos com idades maiores que 30 milhões de anos, tais objetos possuem idades suficientes para se "afastarem" dos braços e preencherem as regiões inter-braços. As Cefeidas mais jovens da amostra possuem idades de ~ 20 a 30 milhões de anos. A distribuição de suas posições atuais no plano galáctico parece indicar, dessa forma, que tais estrelas não representam uma boa ferramenta para a reconstrução dos braços espirais. Além disso, a integração das órbitas das Cefeidas mais jovens para a determinação das posições atuais dos braços, é prejudicada pela pequena amostra de estrelas que possuem dados disponíveis para a aplicação do método.

Voltando ao diagrama período-idade da figura 3.2, verifica-se que um polinômio de 3° grau deve fornecer um melhor ajuste aos pontos. Embora sem nenhuma justificativa com embasamento teórico para a hipótese de uma relação não-linear entre a idade e o período de pulsação da Cefeida, constata-se que a curva apresentada na figura 3.10 realmente se ajusta melhor aos pontos. O desvio padrão nos resíduos produzido é de $\sigma = 0,096$, ligeiramente menor que o obtido com o ajuste linear.



Figura 3.10: Diagrama período-idade para Cefeidas Galácticas. A linha vermelha representa o ajuste obtido por polinômio de 3° grau, o qual produz a seguinte relação: $\log t = 13, 13 - 16, 41 \log P_0 + 14, 10 (\log P_0)^2 - 5, 94 (\log P_0)^3$.

3.1.3 Ponto-Zero da relação Período-Luminosidade

Como mencionado no início desta seção, Cefeidas membros de aglomerados abertos têm sido utilizadas como calibradores do ponto-zero da relação período-luminosidade. Para tanto, utilizam-se as distâncias dos aglomerados ou associações estelares, as quais são determinadas através de procedimentos de ajuste à Seqüêcia Principal ou, em alguns casos, a partir dos tipos espectrais e classes de luminosidade das estrelas *early-type* membros destes sistemas.

Em recente *review* sobre o uso das Cefeidas como indicadores de distâncias, Feast (1999) utiliza uma amostra contendo 30 Cefeidas localizadas em aglomerados abertos e associações estelares para derivar o ponto-zero da relação P-L, escrita sob a forma:

$$M_V = \delta \log P + \rho \tag{3.25}$$

Adotando o valor de $\delta = -2, 81 \pm 0, 06$, derivado por Caldwell e Laney (1991) a partir de 88 Cefeidas na LMC, e considerando o módulo de distância das Pleiades de $(m - M)_0 = 5, 57$, Feast (1999) encontra um valor médio de $\rho = -1, 34 \pm 0, 05$, $\sigma = 0, 26$. Como apontado pelo autor, existe uma certa dificuldade em se derivar um ponto-zero definitivo para a relação P-L a partir de dados de Cefeidas em aglomerados/associações. Dentre as causas, estão a escolha da ZAMS baseada no módulo de distância das Pleiades, assim como possíveis efeitos na relação P-L devido à variação de metalicidade de um aglomerado/associação a outro. Torna-se claro, portanto, que a determinação do ponto-zero da relação período-luminosidade dependerá da precisão com a qual as distâncias dos aglomerados são determinadas, e que uma modificação nesta escala de distâncias imediatamente resultará em uma modificação das luminosidades das Cefeidas.

Apesar das considerações anteriores, e de posse de uma amostra com novas associações entre aglomerados e Cefeidas, decidiu-se verificar a disposição dos pontos relativos à tais estrelas em um diagrama M_V vs. log P. As magnitudes absolutas visuais são calculadas usando a mesma expressão 3.26 da seção 2.2, com as distâncias dos aglomerados entrando na parcela relativa ao módulo de distância intrínseco da estrela:

$$M_{V_{Cef}} = V_{Cef} + 5(1 - \log d_{aglom}) - R_V \cdot E(B - V)_{Cef} , \qquad (3.26)$$

onde V_{Cef} e $E(B-V)_{Cef}$ são a magnitude aparente na banda V e o excesso de cor da

Cefeida, respectivamente; d_{aglom} é a distância do aglomerado associado. A figura 3.11 mostra o diagrama $M_V - \log P$ obtido. Foram usados os avermelhamentos das Cefeidas a fim de se evitar possíveis avermelhamentos variáveis dos aglomerados. Na verdade, não se observa nenhuma variação sistemática entre as magnitudes absolutas calculadas, visto a boa concordância entre tais parâmetros (figura 2.1). A maior parte dos dados fotométricos são obtidos de Tammann et al. (2003), cujos dados de magnitudes aparentes V são compilados por Berdnikov et al. (2000), no sistema fotométrico Johnson, e excessos de cor determinados por Fernie (1994) e Fernie et al. (1995) (também no sistema Johnson) a partir de relações período-cor e corrigidos por Tammann et al. (2003). Para algumas Cefeidas, também são usados dados fotométricos presentes no catálogo DDO (*David Dunlap Observatory*). As distâncias dos aglomerados são obtidas do catálogo DAML02.

Observa-se uma grande dispersão dos pontos no diagrama da figura 3.11. Um ajuste por regressão linear, considerando incertezas iguais nas magnitudes absolutas ($\sigma_{M_V} \sim 0, 30$), fornece a seguinte relação:

$$M_V = -1,46(\pm 0,21) - 2,11(\pm 0,25)\log P \tag{3.27}$$

Há uma certa concordância entre o ponto-zero obtido por este ajuste ($\rho = -1, 46\pm 0, 21$) com aquele estimado por Feast (1999), de $\overline{\rho} = -1, 34\pm 0, 26$. Entretanto, este autor obtém $\overline{\rho}$ através de uma média não ponderada sobre os ρ_i 's calculados para cada uma das 30 Cefeidas estudadas, fixando $\delta = -2, 81$ na equação 3.25. Seguindo o mesmo procedimento, encontra-se o valor de $\overline{\rho} = -0, 88\pm 0, 58$ usando as associações encontradas neste estudo. A relação período-luminosidade encontrada por Tammann et al. (2003) na banda V é de: $M_V = -0, 826(\pm 0, 119) - 3, 141(\pm 0, 100) \log P$, $\sigma = 0, 24$.

Uma comparação mais rigorosa entre a relação $M_V - \log P$ obtida neste estudo com aquelas publicadas na literatura não parece devida neste momento. A justificativa para tanto reside no fato das distâncias dos aglomerados, utilizadas para o cálculo das magnitudes absolutas, não formarem um conjunto homogêneo de dados. Tais distâncias são estimadas por diferentes autores e, em alguns casos, sob considerações e métodos distintos. A intenção desta parte do trabalho é apenas verificar a vantagem no uso das novas associações encontradas entre aglomerados abertos e Cefeidas. No que se refere à relação período-luminosidade das Cefeidas, estudos mais aprofundados e metódicos são requeridos.



Figura 3.11: Diagrama $M_V - \log P$ para as Cefeidas associadas a aglomerados abertos. A linha contínua representa o ajuste linear: $M_V = -1, 46(\pm 0, 21) - 2, 11(\pm 0, 25) \log P$.

3.2 Estrelas OH/IR

Um dos parâmetros ainda não muito bem determinados das estrelas OH/IR são as suas distâncias. Várias formas de se estimar as distâncias destas estrelas têm sido propostas na literatura. Em estudo sobre a natureza das estrelas OH/IR, Engels et al. (1983) derivam distâncias cinemáticas próximas para uma amostra de 17 fontes OH/IR, levando em conta considerações apresentadas por Werner et al. (1980) e Baud et al. (1981) (ver seção 2.3 do cap. 2). Uma forma de determinação das distâncias freqüentemente usada no passado é a suposição de uma luminosidade bolométrica constante de $10^4 L_{\odot}$ para estas estrelas. Entretanto, a existência de uma relação período-luminosidade para as estrelas OH/IR, como a derivada por Feast et al. (1989) a partir de observações de estrelas Miras na LMC, sugere que as estrelas OH/IR se extendem sobre um certo intervalo em luminosidades. Infelizmente, o período é conhecido apenas para um pequeno número destas estrelas. Outros autores têm estimado as luminosidades bolométricas das OH/IR a partir da integração de suas distribuições espectrais de energia, dados os fluxos no infravermelho próximo e intermediário.

Como visto no capítulo 1, de acordo com o cenário mais aceito, as estrelas OH/IR são

consideradas uma extensão das estrelas de tipo Mira (ópticas), possuindo grandes massas e longos períodos de pulsação. As altas taxas de perda de massa apresentadas por estas estrelas causam a formação de envelopes circum-estelares opticamente espessos. Estes envelopes de poeira absorvem essencialmente toda a emissão óptica da estrela central, reemitindo-a no infravermelho.

Epchtein et al. (1987) propõem que a distribuição espectral de energia destes objetos pode ser razoavelmente bem ajustada pela combinação de duas curvas de corpo-negro:

$$S_{\lambda} = B\lambda(T_*) + r^2 B_{\lambda}(T_d) \tag{3.28}$$

onde T_* é a temperatura da estrela central, T_d é a temperatura do envelope de poeira e $r = R_d/R_*$, sendo R_d e R_* os raios médios do envelope e da estrela central, respectivamente. Tais autores utilizam a combinação de índices de cor no infravermelho próximo e intermediário, como por exemplo um diagrama cor-cor $[12\mu m - 25\mu m]$ vs. [K-L], para a classificação dos objetos de acordo com as propriedades físicas de seus envelopes circumestelares.

Analogamente, mas utilizando apenas a amostra de estrelas OH/IR, construímos um diagrama $[12\mu m - 25\mu m]$ vs. [H-K] com os dados de magnitudes obtidas dos diversos catálogos utilizados. Diferentemente do diagrama cor-cor [J-H] vs. [H-K] (figura 3.12a), o qual mostra uma grande correlação entre as cores no IV próximo das estrelas, o diagrama $[12\mu m - 25\mu m]$ vs. [H-K] (figura 3.12b) mostra duas concentrações principais de pontos. Observa-se uma faixa de pontos com índice [H-K] variando de ~ 0.5 a 4.5 mag, e índice $[12\mu m - 25\mu m]$ com uma variação menor, de ~ 0,7 a 2,4 mag; e uma concentração um pouco mais acima e à esquerda, com índice [H-K] variando menos, de 0,0 a 1,0 mag, e $[12\mu m 25\mu m$] indo de ~ 1,5 a 3,0 mag. A cor [H-K] é mais sensível à temperatura da estrela central T_* , e a cor $[12\mu m - 25\mu m]$ é essencialmente sensível à temperatura do envelope de poeira T_d . Dessa forma, a primeira concentração de pontos mencionada deve representar uma seqüência de taxa de perda de massa crescente. Isto pode ser verificado pela rápida variação em [H-K] ao passo que o envelope circum-estelar se torna progressivamente mais espesso. A variação em $[12\mu m - 25\mu m]$ é menor devido ao fato desta cor ser menos sensível à variabilidade da fonte, estando correlacionada com as propriedades das regiões mais externas do envelope. A segunda concentração representa, principalmente, objetos de transição, isto é, estrelas OH/IR na fase final de AGB com o envelope destacado da estrela central. Começa a haver uma maior contribuição da emissão da estrela central para o fluxo total, correspondendo a menores valores de [H-K] e maiores índices $[12\mu m - 25\mu m]$ pelo fato do envelope estar mais distante. Nesta etapa a estrela deve evoluir para a fase de proto-nebulosa planetária.



Figura 3.12: Diagramas cor-cor para estrelas OH/IR: (a) diagrama [J-H] vs. [H-K] com dados do 2MASS. O desvio de alguns pontos da tendência principal mostra uma certa contaminação na seleção da estrelas OH/IR a partir do catálogo de fontes OH utilizado. (b) diagrama $[12\mu m - 25\mu m]$ vs. [H-K] com dados do IRAS e 2MASS.

Analisando as considerações acima e dadas as associações entre estrelas OH/IR e aglomerados abertos encontradas (tabela 2.3 do cap. 2), podemos usar as distâncias dos aglomerados para determinar as magnitudes absolutas das OH/IR. Sendo assim, foram calculadas as magnitudes absolutas na banda K (M_K), dadas as magnitudes aparentes K das OH/IR e as distâncias dos aglomerados associados. Aplicou-se uma correção de avermelhamento usando $A_K = 0,118A_V$, com $A_V = R_V \cdot E(B-V)$, para $R_V = 3,1$ e E(B-V) o excesso de cor do aglomerado correspondente:

$$M_K = K + 5(1 - \log d_{aqlom}) - A_K . (3.29)$$

Além da magnitude absoluta M_K , também foram calculadas as magnitudes absolutas em $12\mu m (M_{12})$ devido esta ser menos dependente da variabilidade da fonte central. Para a magnitude em $12\mu m$ as correções por extinção interestelar são desprezíveis, não sendo consideradas, portanto. As associações de estrelas OH/IR com aglomerados podem servir como calibradores de relações envolvendo algum parâmetro físico da OH/IR com as magnitudes absolutas calculadas. A partir de tais relações, pode-se calcular as magnitudes absolutas para toda a amostra de estrelas e, assim, obter as suas distâncias. Dessa forma, procurou-se por relações entre as magnitudes absolutas em K e em $12\mu m$ com o índice de cor [H-K], dada a grande variação deste último com a profundidade óptica do envelope circum-estelar. As figuras 3.13a e 3.13b mostram as correspondências entre as magnitudes M_K e M_{12} calculadas com o índice [H-K], respectivamente. Infelizmente, a amostra contém um número muito pequeno de associações (17 no total). Além disso, o aglomerado Dol-Dzim 9 não possui dado de distância, não sendo possível a obtenção das magnitudes absolutas para a estrela IRAS18099+3127. Não se vê nenhuma correlação aparente entre os parâmetros plotados nas figuras 3.13a e 3.13b.



Figura 3.13: Magnitudes absolutas versus índice de cor [H-K] das estrelas OH/IR associadas a aglomerados abertos. (a) M_K vs. [H-K]; (b) M_{12} vs. [H-K].

Para verificar se a falta de correlação anteriormente mencionada é conseqüência das distâncias admitidas para as estrelas OH/IR, recalcularam-se as magnitudes absolutas utilizando as distâncias determinadas por um novo método. Dessa vez, foi reconsiderada toda a amostra de estrelas OH/IR catalogadas, sendo selecionadas aquelas cujas velocidades radiais são próximas das velocidades esperadas para o ponto sub-central na linha de visada de cada estrela. Este método é semelhante à determinação de distâncias cinemáticas, como descrita na seção 2.3 do cap. 2. Entretanto, possui a vantagem de se obter a distância da estrela sem o problema da ambigüidade de distâncias que o método cinemático traz. A desvantagem é que o ponto sub-central só ocorre para as regiões internas da Galáxia, $0^{\circ} < l < 90^{\circ}$ e 270° < $l < 360^{\circ}$ (figura 3.14). Contudo, este não é um grande problema para as OH/IR, visto a grande maioria destas estrelas se localizarem neste intervalo de longitudes.



Figura 3.14: Ilustração da variação da velocidade radial observada V_r em função da distância heliocêntrica d da estrela. Os quatro intervalos em longitude galáctica correspondentes aos quatro quadrantes são mostrados. O ponto denotado por PSC corresponde ao ponto sub-central, onde a máxima velocidade radial observada ocorre: para o 1º quadrante (0° < l < 90°) e 4º quadrante (270° < l < 360°).

A determinação das distâncias por este método consiste em considerar que no ponto sub-central, e a uma longitude galáctica l, a estrela possui uma distância galactocêntria Rdada por:

$$R = R_0 \operatorname{sen} l \ . \tag{3.30}$$

Neste ponto, tem-se a velocidade radial observada (no LSR) máxima, que se relaciona com a velocidade de rotação $V_{rot}(R)$ por:

$$V_{r_{PSC}} = [V_{rot}(R) - V_0 \operatorname{sen} l] \cdot \cos b .$$
(3.31)

onde $V_{r_{PSC}}$ refere-se à velocidade radial no ponto sub-central. Novamente, foram usadas as curvas de rotação obtidas na seção 2.3 do cap. 2 para a determinação das velocidades

de rotação galácticas em cada ponto sub-central. As velocidades radiais das estrelas foram então comparadas com aquelas esperadas para o ponto sub-central $V_{r_{PSC}}$, admitindo uma diferença limite entre estas de $\pm 5 \ km \ s^{-1}$. Também foram selecionadas as estrelas com latitudes galácticas de $|b| \leq 5^{\circ}$, para evitar objetos com alta dispersão de velocidades. Dessa forma, quando da concordância entre as velocidades radiais mencionadas anteriormente, as distâncias heliocêntricas das estrelas são determinadas a partir da relação: $d = R_0 \cos l$.

As distâncias obtidas por este método cobrem um intervalo de ~ 1,30 a 7,40 kpc. As magnitudes absolutas M_K e M_{12} foram calculadas da mesma forma como descrita anteriormente. Para as magnitudes M_K , aplicou-se uma correção de avermelhamento de acordo com modelo para extinção interestelar na Galáxia de Amôres e Lépine (2005), dadas as coordenadas l e b e a distância de cada estrela. As magnitudes M_K e M_{12} foram novamente plotadas em função do índice de cor [H-K] de cada estrela. Observam-se, desta vez, algumas tendências apresentadas pelos pontos nos diagramas M_K vs. [H-K] e M_{12} vs. [H-K] (figuras 3.15a e 3.15b). Embora a dispersão em magnitudes ainda seja muito grande, ~ 6 mag para M_K e ~ 5 mag para M_{12} , estes resultados são mais promissores quando comparados com os obtidos através das associações entre estrelas OH/IR e aglomerados.

E notável a constância da magnitude absoluta em $12\mu m$ em torno de um valor médio de $\langle M_{12} \rangle \sim -12$ mag. Este resultado concorda com aquele obtido por Lepine et al. (1995) para a variação da magnitude absoluta em $12\mu m$ com o índice de cor [K-L]. Como afirmado anteriormente, o fluxo em $12\mu m$ deve ser menos sensível à variabilidade da estrela central do que o fluxo na banda K. Entretanto, o espectro das estrelas OH/IR apresenta linhas relacionadas ao silicato SiO. Tal banda molecular ocorre no infravermelho intermediário, em 9,7 μm , podendo aparecer tanto em emissão como em absorção, dependendo da profundidade óptica do envelope. Quando em emissão, esta linha em 9,7 μm aumenta o fluxo da estrela na banda $12\mu m$, tornando sua magnitude menor. Por outro lado, quando em absorção, tal banda molecular causa o decréscimo do fluxo em $12\mu m$, tornando a magnitude mais positiva, Ortiz et al. (2005). Acredita-se que este seja o motivo da dispersão das magnitudes absolutas M_{12} em torno do valor médio mencionado, ocorrendo um ligeiro decréscimo do seu módulo com o aumento do índice de cor [H-K] (ver figura 3.15b).

Apesar do aparente melhor resultado obtido para as magnitudes absolutas estimadas pelo método do ponto sub-central, não parece justificável invalidar as associações encon-



Figura 3.15: Magnitudes absolutas versus índice de cor [H-K] das estrelas OH/IR localizadas no ponto sub-central. (a) M_K vs. [H-K]; (b) M_{12} vs. [H-K]. As linhas tracejadas representam tendências mostradas pelo agrupamento de pontos em cada gráfico.

tradas entre as OH/IR e aglomerados abertos. Diante das incertezas nas distâncias determinadas pelos vários métodos, e da pequena quantidade de associações encontradas, conclusões acerca dos resultados obtidos são desfavorecidas.

Contudo, confiando na hipótese da pequena variação da magnitude absoluta M_{12} com o índice [H-K], e adotando uma magnitude absoluta média de $\langle M_{12} \rangle = -12, 0$ para todas as estrelas OH/IR da amostra, podemos estimar suas distâncias usando a relação:

$$d = 10^{\left[\frac{(12\mu m] - M_{12})}{5} + 1\right]} \tag{3.32}$$

A figura 3.16 mostra as posições das estrelas OH/IR projetadas no plano galáctico, cujas distâncias foram calculadas pela relação acima. É impressionante a grande concentração de estrelas dentro do círculo solar e a quase ausência destas nas regiões externas do disco Galáctico. Também são observadas algumas estrelas localizadas no bojo Galáctico.

A seguir, é mostrada uma relação de estrelas OH/IR que apresentam coincidências espaciais com aglomerados abertos. Tais associações não passaram pelo critério de concordância cinemática pelo fato dos aglomerados não possuírem dados de velocidade radial. Entretanto, futuros estudos e medidas das velocidades radiais de tais aglomerados poderão auxiliar na investigação de suas correspondências físicas com as estrelas OH/IR em questão. A tabela 3.4 relaciona os parâmetros destes objetos: a coluna 1 designa o nome do aglomerado; a coluna 2 relaciona a identificação IRAS da estrela OH/IR; a coluna 3 relaciona o



Figura 3.16: Posições das estrelas OH/IR projetadas no plano Galáctico. As distâncias das estrelas são determinadas através da relação 3.32, adotando $M_{12} = -12,0$ mag para todas as estrelas. O centro Galáctico está na origem do sistema e o Sol nas coordenadas (0,0; 7,5).

parâmetro ρ de cada associação (ρ = distância angular entre a estrela OH/IR e o centro do aglomerado, em unidades do raio angular do aglomerado); e a coluna 4 lista as velocidades radiais heliocêntricas das estrelas OH/IR, calculadas pelo método descrito na seção 2.3 do cap. 2.

1	2	3	4		
Aglomerado	IRAS-OH/IR	ρ	$V_{r_{OH/IR}}$		
			$(km \ s^{-1})$		
ASCC 57	IRAS10106-6538	2.111	58.60		
Ruprecht 97	IRAS11549-6225	0.345	8.98		
Loden 624	IRAS12223-6201	1.887	-16.40		
Loden 682	IRAS12491-6031	2.835	1.37		
Loden 915	IRAS13268-5843	2.175	-4.66		
ASCC 74	IRAS13342-5831	1.161	-7.77		
Loden 1010	IRAS13398-5951	1.002	-3.21		
Platais 11	IRAS13349-6453	0.876	-39.90		
Platais 11	IRAS13517-6515	0.620	-15.86		
NGC 5381	IRAS13581-5930	2.169	-65.41		
Cartines and addition of the s					

Tabela 3.4 - Coincidências espaciais entre estrelas OH/IR e aglomerados abertos.

Continua na próxima página...

1	2	3	4	
Aglomerado	IRAS-OH/IR	ρ	Vrohib	
			$(km \ s^{-1})$	
1900 77	ID A C14021 6927	9 109	70.27	
ASCC 77	IRAS14031-0237	2.192	-70.37	
ASCC 77	IRAS14109-6227	1.800	-30.38	
NGC 5925	IRAS15229-5445	2.523	-22.06	
Loden 2159	IRAS15287-5811	0.960	-47.10	
Loden 2158	IRAS15287-5811	1.134	-47.10	
Loden 2313	IRAS15357-5239	2.488	-58.96	
Lynga 5	IRAS15373-5643	2.925	-65.48	
ASCC 81	IRAS15437-5056	0.529	-41.28	
ASCC 83	IRAS15469-5311	2.622	-42.05	
ASCC 83	IRAS15474-5223	1.465	37.19	
Ruprecht 121	IRAS16374-4608	2.019	-134.04	
Collinder 316	IRAS16527-4001	0.885	-77.97	
NGC 6250	IRAS16555-4545	2.941	-41.92	
ASCC 90	IRAS17351-3429	0.890	36.79	
ASCC 91	IRAS17431-3654	2.133	-72.36	
ASCC 91	IRAS17466-3634	2.696	-19.23	
ASCC 95	IRAS18151-2629	2.816	88.41	
Stock 1	IRAS19344 + 2457	0.511	-24.26	
Teutsch 35	IRAS19360 + 3442	2.611	-85.91	
ASCC 109	IRAS19464 + 3514	2.829	5.40	
ASCC 109	IRAS19566 + 3423	1.872	-61.47	
Dolidze 3	IRAS20140+3620	2.970	-22.75	

Tabela 3.4 - Continuação

3.3 Estrelas Carbonadas Infravermelhas

Igualmente às estrelas OH/IR, esforços têm sido feitos para se estimar as magnitudes absolutas das estrelas carbonadas infravermelhas. Como descrito na seção 2.4 do cap. 2, algumas formas de determinação de tais magnitudes vêm sendo propostas na literatura, sejam através de relações período-luminosidade ou através da consideração de luminosidades médias constantes para estas estrelas. Como mostrado na figura 2.8 do cap. 2 (64), as distâncias das estrelas calculadas a partir das magnitudes absolutas, estimadas pelas diferentes formas, concordam dentro de um fator de $\approx 1,5$.

Assim como as OH/IR, as estrelas carbonadas desempenham um grande papel em estudos de abundâncias químicas da Galáxia. Devido às altas taxas de perda de massa apresentadas por cada uma destas classes de estrelas, de 10 a 100 vezes maiores que as taxas de suas contrapartidas ópticas, estas estrelas representam os maiores contribuidores para o enriquecimento do meio interestelar em elementos pesados, processados nos interiores das AGB's. Além disso, são estrelas com grande potencial para o estudo da curva de rotação da Galáxia, dada a boa precisão na determinação de suas velocidades. Como apontado por Demers e Battinelli (2007), as estrelas carbonadas são velhas o suficiente para terem perdido memória de qualquer velocidade sistemática com a qual provavelmente tenham nascido, mas ainda relativamente jovens, apresentando uma menor dispersão de velocidades quando comparadas com outros traçadores (e.g. nebulosas planetárias).

As associações entre as IRCS's e aglomerados abertos encontradas podem fornecer relações envolvendo as magnitudes absolutas e índices de cor das estrelas, da mesma forma como o procedido com as OH/IR. Para tanto, as distâncias das IRCS's são tomadas como as distâncias dos aglomerados aos quais foram associadas.

Pelo fato de também possuírem envelopes de poeira opticamente espessos, as estrelas carbonadas devem apresentar características semelhantes às OH/IR no que se refere às propriedades dos envelopes, evidenciadas em diagramas cor-cor envolvendo índices de cor no infravermelho próximo e intermediário. Como mencionado na seção anterior, vários autores têm utilizado a disposição de estrelas em diagramas $[12\mu m - 25\mu m]$ versus [K-L] para a classificação dos objetos de acordo com as propriedades físicas de seus envelopes. A figura 3.17b mostra o diagrama $[12\mu m - 25\mu m]$ versus [H-K] para a amostra de estrelas carbonadas obtidas dos diversos catálogos apresentados na seção 2.4. A distribuição dos pontos é semelhante à encontrada para as estrelas OH/IR (figura 3.12b). Observa-se uma rápida variação do índice [H-K], o qual está relacionado com o aumento da profundidade óptica do envelope circum-estelar, e uma variação mais gradual do índice $[12\mu m - 25\mu m]$. A existência de objetos de transição, com pequenos índices [H-K] e uma grande variação em $[12\mu m - 25\mu m]$, não parece clara na figura 3.17b.



Figura 3.17: Diagramas cor-cor para as IRCS's: (a) diagrama [J-H] vs. [H-K]. (b) diagrama $[12\mu m - 25\mu m]$ vs. [H-K].

A grande variação em [H-K] apresentada pelas IRCS's reflete uma seqüência de objetos com taxa de perda de massa crescente. O objetivo é, portanto, observar a dependência da magnitude absoluta em determinadas bandas com o índice [H-K], e derivar possíveis relações envolvendo estes dois parâmetros. Todo o procedimento que segue é idêntico ao realizado com as estrelas OH/IR, sob as mesmas considerações levantadas. Foram calculadas as magnitudes absolutas na banda K $(2,2\mu m)$ e em $12\mu m$, dadas as magnitudes aparentes em cada um destes comprimentos de onda e as distâncias dos aglomerados associados. Aplicou-se a mesma correção por avermelhamento na banda K de $A_K = 0,118 A_V$. As figuras 3.18a e 3.18b mostram as magnitudes M_K e M_{12} calculadas em função do índice de cor [H-K]. Parece haver uma seqüência bem comportada de pontos em cada um dos gráficos. Entretanto, deve-se notar que todos os pontos com índices [H-K] entre 0,5 e 1,5, em cada diagrama, representam estrelas carbonadas para as quais o critério de seleção foi a concordância de suas distâncias com as dos respectivos aglomerados (ver tabela 2.6). As distâncias das estrelas carbonadas foram obtidas do catálogo de Epchtein et al. (1990). Como visto, tais autores estimam as distâncias assumindo uma magnitude absoluta bolométrica de -4,9 mag para todas as estrelas. É possível que estas seqüências de pontos, no intervalo em [H-K] citado, estejam reproduzindo a consideração de magnitudes absolutas bolométricas constantes.



Figura 3.18: Magnitudes absolutas versus índice de cor [H-K] das estrelas carbonadas infravermelhas associadas a aglomerados abertos. (a) M_K vs. [H-K]; (b) M_{12} vs. [H-K].

Igualmente ao procedido com as OH/IR, tentou-se verificar a correlação entre os parâmetros mencionados anteriormente, obtendo as magnitudes absolutas das IRCS's a partir das distâncias calculadas pelo método do ponto sub-central. Para tanto, foi usado catálogo de Groenewegen et al. (2002), que contém a maior amostra de estrelas carbonadas infravermelhas com dados de velocidade radial no LSR (331 objetos). O procedimento de determinação das distâncias, através da comparação das velocidades radiais das estrelas com aquelas esperadas para o ponto sub-central, é idêntico ao descrito na seção anterior. Como critério de concordância, admitiu-se uma diferença limite entre as velocidades teóricas e observadas de $\pm 10 \ km \ s^{-1}$. Este valor é baseado nas considerações levantadas a respeito do critério de concordância cinemática utilizado para as associações entre aglomerados e as IRCS's. As distâncias assim obtidas cobrem um intervalo de $\sim 1,40$ a 5,60 kpc. Dadas as magnitudes aparentes na banda K e em $12\mu m$, obtidas do catálogo de Epchtein et al. (1990), calcularam-se as respectivas magnitudes absolutas. As figuras 3.19a e 3.19b mostram os novos diagramas cor-magnitude absoluta M_K vs. [H-K] e M_{12} vs. [H-K] para as estrelas carbonadas infravermelhas. Infelizmente, são poucas as estrelas com distâncias obtidas e que possuem dados de magnitudes no catálogo de Epchtein et al. (1990) (11 estrelas). Correlações cruzadas com outros catálogos de magnitudes não forneceram resultados

adicionais relevantes. No entanto, semelhante à figura 3.15, algumas tendências parecem notáveis em cada diagrama. Novamente se verifica uma distribuição das magnitudes M_{12} em torno de um valor médio aproximadamente constante ao longo do índice [H-K], e uma queda aparente da magnitude M_K com o mesmo índice.



Figura 3.19: Magnitudes absolutas versus índice de cor [H-K] das estrelas carbonadas infravermelhas com distâncias calculadas pelo método do ponto sub-central. (a) M_K vs. [H-K]; (b) M_{12} vs. [H-K].

Para obter uma amostra maior de estrelas com dados de magnitudes no infravermelho próximo e médio, cruzaram-se as identificações IRAS das estrelas carbonadas, cujas distâncias foram estimadas pelo método do ponto sub-central, com o catálogo de fontes do 2MASS. As coordenadas IRAS das IRCS's foram usadas para a busca por contrapartidas 2MASS dentro de um raio de 1 minuto de arco, valor este estimado como o erro nas posições da maioria das fontes IRAS. Apesar de não ser feita nenhuma seleção por qualidade fotométrica das fontes 2MASS, apenas 14 correspondências foram encontradas. Além disso, para algumas IRCS's que também possuem magnitudes J, H e K em Epchtein et al. (1990), alguns valores discrepantes foram encontrados (fator ~ 2) quando comparados com as magnitudes 2MASS. Concluiu-se, portanto, não ser viável o prosseguimento no uso destes dados para o cálculo das magnitudes absolutas e suas relações com o índice [H-K].

Como mencionado na seção 2.4 do cap. 2, para algumas coincidências espaciais entre estrelas carbonadas infravermelhas e aglomerados abertos, dados de velocidade radial não são disponíveis para os aglomerados. Embora algumas destas associações não apresentem concordância em distâncias, futuras medidas das velocidades radiais dos aglomerados fornecerão critérios mais rigorosos sobre a análise da correlação física entre os objetos. A tabela 3.5 mostra a relação das associações que se enquadram nesta situação. As colunas designam os seguintes parâmetros: 1- nome do aglomerado aberto; 2- identificação IRAS da estrela carbonada ou nome da estrela a partir de catálogo de Menzies et al. (2006); 3- o parâmetro ρ de cada associação; 4- velocidade radial heliocêntrica da IRCS (quando relacionados mais de um valor, o primeiro se refere ao obtido através do catálogo de Groenewegen et al. (2002), e o segundo através do catálogo de Menzies et al. (2006)). Para as duas últimas associações, obtidas do catálogo de Demers e Battinelli (2007), as identificações das IRCS's não são disponíveis.

1	2	3	4
Aglomerado	IRCS	ho	$V_{r_{IRCS}} \ (km \ s^{-1})$
ASCC 23	06192 + 4657	1.329	-18.16
NGC 2260	06344 - 0124	1.841	76.79
Berkeley 27	$06487 {+} 0551$	1.200	44.75
ASCC 27	06505 - 0450	2.922	70.49
ASCC 31	06564 + 0342	2.450	47.02/ 50.22
ASCC 38	07266-0541	2.066	93.74
ASCC 56	10068-6341	1.356	5.38
ASCC 74	13343 - 5807	2.744	-1.86/ 0.95
Platais 11	13482-6716	1.016	-30.79/ -27.79
Platais 11	13509-6348	1.415	-23.63/ -21.62
Loden 1373	14358-6303	2.847	-39.46/ -70.39
Loden 1375	14404-6320	1.566	-72.69
Loden 2115	15043 - 5438	1.801	-15.30
ASCC 87	17047 - 2848	2.069	-16.19
NGC 6400	17375 - 3652	1.319	-32.80
Stock 1	19304 + 2529	1.948	28.72
ASCC 109	19558 + 3333	2.323	-9.75
NGC 6847	19548 + 3035	1.882	-12.09
Melotte 31	DY Aur	1.668	26.58
Melotte 31	OP Aur	2.080	17.62
Platais 11	13477-6532	0.288	-36.10
Stock 4		1.240	-82.00
Melotte 31		1.529	49.00

Tabela 3.5 - Coincidências espaciais entre IRCS's e aglomerados abertos.

3.4 Nebulosas Planetárias

Nebulosas Planetárias (NP's), sendo formadas no fim do ramo assimptótico das gigantes (AGB), constituem uma curta mas importante fase na evolução de estrelas de massa baixa a intermediária. Elas representam potenciais ferramentas para o estudo da distribuição e cinemática tanto das suas progenitoras, isto é, as estrelas AGB, quanto dos seus produtos finais, ou seja, as anãs brancas.

Como mencionado na seção 2.5 do cap. 2, um dos maiores obstáculos na maioria dos estudos de nebulosas planetárias é a escassez em distâncias determinadas com boa precisão. Os métodos estatísticos usados para determinação das distâncias destes objetos geram incertezas médias da ordem de 50% ou mais. Estes métodos se baseiam em certas suposições sobre a estrutura nebular, derivando distâncias através de medidas de fluxos, tamanhos angulares, densidades eletrônicas, entre outros. Como apontado por Bonatto et al. (2008), a maior dificuldade em entender os estágios que levam à formação das nebulosas planetárias está associada com a determinação de suas distâncias e massas das estrelas progenitoras.

Além dos métodos estatísticos, existem algumas formas independentes de determinação das distâncias das nebulosas planetárias ou de suas estrelas centrais, tais como: a partir da observação de uma companheira binária resolvida, determinando sua distância espectroscópica através do seu tipo espectral e classe de luminosidade; a partir da velocidade de expansão da nebulosa; determinação da gravidade superficial e luminosidades, etc. Para algumas NP's, medidas de paralaxe trigonométrica também são disponíveis (Bensby e Lundström (2001)).

Nebulosas planetárias fisicamente associadas a aglomerados abertos também representam um grupo de objetos com distâncias que podem ser estimadas de forma independente de suposições sobre os parâmetros físicos da nebulosa. Dada a melhor precisão na medição das distâncias dos aglomerados, as associações entre estes objetos também podem fornecer calibrações das relações utilizadas para a determinação das distâncias das nebulosas, tal como a relação massa-raio nebular. Além disso, a associação física também permite supor que a massa da estrela progenitora da nebulosa deva ser de $\approx 10\%$ maior que a da estrela do *turnoff.* Exceções são os casos onde a transferência de massa de uma binária próxima está envolvida (Bonatto et al. (2008)). Isto possibilita a vinculação de parâmetros para a relação entre a massa inicial da estrela progenitora e a massa final da estrela central da nebulosa planetária. Estudos sobre gradientes de abundâncias ao longo do disco Galáctico, e de suas variações temporais, também recebem maior embasamento observacional quando da associação física entre NP's e aglomerados abertos. A razão para isto são as distâncias e idades relativamente bem determinadas dos aglomerados, assim como a grande precisão nas medidas de abundâncias químicas a partir de observações espectroscópicas das nebulosas. A próxima subseção relata o estudo sobre o uso da amostra de nebulosas associadas a aglomerados abertos como calibradoras da relação massa-raio nebular.

3.4.1 Relação Massa-Raio Nebular

O método tradicional de determinação de distâncias de nebulosas planetárias é o método usado por Minkowski e Aller (1954) e Shklovsky (1956). Tal método consiste em assumir que todas as NP's têm a mesma massa (~ 0,2 M_{\odot}), sendo as distâncias derivadas através da observação do fluxo nebular e do tamanho angular da nebulosa. Entretanto, nas últimas décadas, têm sido propostos métodos de distâncias estatísticas que atentam para o fato da não constância da massa nebular das NP's. Por exemplo, Pottasch (1980), usando uma amostra de NP's com distâncias individuais estimadas, encontrou que estes objetos possuem massas cobrindo um intervalo sobre várias ordens de magnitude. Atualmente, é claro o fato de que a massa nebular ionizada evolui com o tempo, como resultado da fotoionização e dinâmica da expansão da nebulosa. Tal mecanismo pode ser entendido de uma forma simples: sendo a nebulosa inicialmente muito densa, toda a radiação do contínuo de Lyman emitida pela estrela central será absorvida dentro de um pequeno raio, deixando uma camada neutra exterior. Durante a expansão da nebulosa, a diminuição da densidade torna o meio opticamente fino à radiação ionizante, aumentando a massa nebular ionizada com o aumento progressivo do raio. Dessa forma, uma relação empírica conhecida como relação massa-raio nebular tem sido proposta:

$$M_i \propto R_i^\beta \,, \tag{3.33}$$

com valores para β indo de 1 (Maciel e Pottasch (1980)) a 5/3 (Daub (1982)).

A seguir, mostra-se uma breve derivação da relação entre os parâmetros nebulares para a determinação de distâncias estatísticas, tal como o método de Shklovsky (Kwok (2000)):

• A massa ionizada da NP e sua densidade eletrônica se relacionam da seguinte forma:

$$M_i = \frac{4\pi}{3} n_e \mu_e m_H \epsilon R_i^3 , \qquad (3.34)$$

onde μ_e é o peso atômico molecular médio por elétron², e ϵ é o *filling factor*, relacionado com a geometria não-esférica da nebulosa;

• A densidade eletrônica pode ser expressa em termos do fluxo em 5 GHz, e assumindo y = 0, 11, y' = 0, 5, e a temperatura eletrônica $T_e = 10^4 K$, temos:

$$n_e = 4, 8 \cdot 10^3 \ (F_{5GHz})^{1/2} \ \epsilon^{-1/2} \ \theta_r^{-3/2} \ D^{-1/2} \ (cm^{-3}) \ , \tag{3.35}$$

onde $F_{5\ GHz}$ é o fluxo do contínuo de rádio medido em 5 GHz ($\lambda = 6$ cm), em mJy; θ_r o raio angular da nebulosa, em segundos de arco; e D a distância em kpc. Por simples geometria, o raio R_i da massa ionizada da nebulosa se relaciona com o raio angular θ_r e a distância D através da expressão:

$$R_i = \tan\left(\frac{\theta_r}{206,265}\right) \cdot D , \qquad (3.36)$$

para o raio R_i em parsecs;

• Substituindo a eq. 3.35 na eq. 3.34, temos:

$$M_i = 7 \cdot 10^{-5} \ (F_{5GHz})^{1/2} \ \epsilon^{1/2} \ \theta_r^{3/2} \ D^{5/2} \ (M_{\odot}). \tag{3.37}$$

Portanto, as distâncias das nebulosas podem ser determinadas através das medidas do fluxo (em mJy), tamanho angular (em segundos de arco) e estimativa da massa nebular ionizada M_i (em M_{\odot}):

$$D = 46 \cdot (F_{5GHz})^{-1/5} \epsilon^{-1/5} \theta_r^{-3/5} M_i^{2/5} (kpc).$$
(3.38)

Dessa forma, o método de derivação de distâncias referido como método de Shklovsky consiste em considerar o último termo do lado direito da expressão 3.38 constante $(M_i = cte)$. No entanto, como visto anteriormente, as massas ionizadas das NP's devem

 $[\]overline{\mu_e = \frac{1+4y}{1+yy'+2y(1-y')}}$, onde y é a razão numérica entre He e H; yy' é a razão entre He uma vez ionizado e H ; e (1-y')y a razão entre He duas vezes ionizado e H.

evoluir com o tempo. Generalizações do método de Shklovsky consistem em assumir que existe uma relação massa-raio nebular, dada pela expressão 3.33, e que combinada com a equação 3.37 produz a seguinte proporcionalidade:

$$F_{\nu} \propto \theta_r^{2\beta-3} \ D^{2\beta-5} \ . \tag{3.39}$$

Como se pode observar através da equação 3.37, a determinação da massa nebular é dependente do conhecimento da distância da nebulosa. É neste sentido que são usadas nebulosas planetárias com distâncias determinadas de forma independente para a calibração da relação $M_i - R_i$, com a derivação do expoente β . Por exemplo, Maciel e Pottasch (1980) constroem relação linear $M_i = 1,225R_i - 0,0123$ com base em uma amostra de nebulosas com dados de densidades eletrônicas e distâncias determinadas por paralaxe trigonométrica/espectroscópica ou medidas de expansão radial; Milne (1982) sugere relação $M_i \propto R_i^{3/2}$ para nebulosas opticamente espessas no contínuo de Lyman; Daub (1982) e Cahn et al. (1992) propõem relação com expoente $\beta = 5/3$ para a escala de distâncias estatísticas apresentada; através de uma amostra de nebulosas com distâncias individuais determinadas, Zhang (1995) e Bensby e Lundström (2001) obtêm ajustes lineares às distribuições de pontos no diagrama massa-raio nebular de log $M_i =$ $1,308(\pm 0,07) \log R_i + 0,364(\pm 0,09)$, e log $M_i = 1,32(\pm 0,04) \log R_i + 0,55(\pm 0,05)$, respectivamente.

As nebulosas planetárias associadas a aglomerados abertos, selecionadas neste estudo, compõem uma amostra de objetos com distâncias determinadas de forma independente de considerações sobre propriedades físicas das nebulosas. Constituem, dessa forma, potenciais calibradores da relação massa-raio nebular. Sob esta motivação, associamos cada nebulosa listada na coluna 2 da tabela 2.7 com a correspondente distância do aglomerado aberto, listada na coluna 6 da mesma tabela. Com os dados de diâmetros angulares ópticos das nebulosas, presentes no catálogo de Acker et al. (1992), e utilizando a expressão 3.36, calcularam-se os raios físicos de cada nebulosa. Do mesmo catálogo foram obtidos os fluxos em 5 GHz, e com os dados de diâmetros angulares e distâncias atribuídas às nebulosas, usou-se a expressão 3.37 para o cálculo das massas ionizadas de cada objeto. Foi adotado um valor comumente usado para o *filling factor* de $\epsilon = 0, 6$.

O gráfico da figura 3.20 mostra a relação entre as massas ionizadas e os raios (consi-

derados raios da massa ionizada R_i) das nebulosas em questão. Nem todas as nebulosas estão representadas neste gráfico pelo fato do fluxo em 5 GHz não ser disponível para todos os objetos. A razão para a separação dos pontos em dois grupos (pontos azuis e vermelhos no gráfico) é a seguinte: os pontos azuis representam as NP's associadas a aglomerados cujo critério de seleção foi a concordância em valores de velocidade radial dos objetos; os pontos vermelhos correspondem a nebulosas cujas distâncias concordam com as distâncias dos aglomerados associados, de acordo com o critério estabelecido pela expressão 2.12 (pág. 68). Como a maior parte das distâncias das nebulosas listadas na coluna 7 da tabela 2.7 são distâncias estatísticas catalogadas em Acker et al. (1992), é esperado que os pontos vermelhos reproduzam, de certa forma, uma relação massa-raio nebular equivalente às relações encontradas na literatura. Ajustes por regressão linear aos grupos de pontos também são mostrados na figura 3.20. Considerando incertezas em log M_i de 2,5 vezes a incerteza nas distâncias utilizadas (Bensby e Lundström (2001)), e para uma incerteza típica de 10% nas distâncias dos aglomerados, resulta em um erro padrão de $\sigma_{\log M_i}=0,25.~$ Tal como Bens
by e Lundström (2001), uma aproximação presente nesta consideração é a suposição de raios isentos de erros, uma vez que os erros nas distâncias são transmitidos com maior efeito para as massas do que para os raios. As retas ajustadas, na forma $\log M_i = \alpha + \beta \log R_i$, são dadas por:

• Pontos azuis:

$$\log M_i = 2,66(\pm 0,48) + 2,77(\pm 0,22) \log R_i . \tag{3.40}$$

• Pontos vermelhos:

$$\log M_i = 0,03(\pm 0,18) + 1,37(\pm 0,14) \log R_i .$$
(3.41)

A relação encontrada para os pontos vermelhos concorda com aquelas derivadas na literatura, cujo coeficiente β admite valores no intervalo de 1 a 5/3. Como mencionado anteriormente, tal resultado é esperado pelo fato deste grupo ser composto por nebulosas cujas distâncias (na maioria estatísticas) obedecem a um certo grau de concordância com as distâncias dos aglomerados, usadas para o cálculo dos raios e massas nebulares. A



Figura 3.20: Relação entre a massa ionizada e o raio nebular para nebulosas planetárias associadas a aglomerados abertos. Os pontos azuis representam nebulosas selecionadas pelo critério de concordância cinemática; os pontos vermelhos correspondem a nebulosas que compartilham similaridades com as distâncias dos aglomerados. Ajustes lineares a cada grupo de pontos estão representados. Os números associados aos pontos azuis correspondem à ordenação apresentada na tabela 3.6.

relação encontrada para os pontos azuis é claramente mais íngreme, fato que evidencia a necessidade de uma análise cuidadosa sobre o seu significado. Kwok (2000) conclui que os erros nas distâncias das nebulosas devem crescer rapidamente ao passo que β se aproxima de 5/2. Como pode ser verificado através da expressão 3.39, para $\beta = 5/2$, a dependência sobre a distância desaparece completamente.

Uma característica do gráfico da figura 3.20, e não comum àqueles encontrados na literatura, é a presença de pontos com valores de log $M_i(M_{\odot}) < -4$. Valores da massa nebular ionizada estimados na literatura se extendem sobre um intervalo de ~ $2 \cdot 10^{-3}$ a $5 \cdot 10^{-1} M_{\odot}$. A tabela 3.6 lista ordenadamente as associações entre aglomerados e NP's que compõem o grupo representado por pontos azuis na figura 3.20. Os números ao lado de cada ponto azul fazem a correspondência com as associações da tabela. Também são relacionadas as distâncias dos aglomerados e nebulosas, em kpc. Pode-se observar que os pontos com log $M_i(M_{\odot}) < -4$ (pontos 1, 2 e 3), referidos anteriormente, representam nebulosas associadas a aglomerados relativamente muito próximos. As pequenas distâncias dos aglomerados e pequenos diâmetros angulares das nebulosas resultaram em massas ionizadas uma ordem de grandeza menores que o limite inferior estimado na literatura. Apesar da concordância nas velocidades radiais dos objetos, as distâncias estatísticas das nebulosas são excessivamente maiores que as distâncias dos aglomerados para estes três casos.

Excluindo-se estes três pontos e integrando os pontos azuis restantes ao grupo dos pontos vermelhos, construímos uma nova amostra de nebulosas com valores para o raio e massa nebular dentro dos limites comumente encontrados para estes objetos. Não se pode garantir que todas as nebulosas desta amostra sejam membros físicos dos aglomerados onde estão projetadas, visto o fato de que a maioria dessas associações não podem ser analisadas sob o critério de velocidade radial. No entanto, considerando os desvios como representativos da estatística da amostra, este novo grupo de nebulosas torna possível uma segunda calibração da relação massa-raio nebular. A nova relação encontrada é expressa por:

$$\log M_i = 0, 14(\pm 0, 16) + 1, 43(\pm 0, 11) \log R_i , \qquad (3.42)$$

com coeficiente de correlação de 0,91 e desvio padrão nos resíduos de 0,36. A disposição dos pontos no diagrama log $M_i - \log R_i$, assim como a reta obtida pelo ajuste, estão representados na figura 3.21. Todavia, as distâncias resultantes desta nova relação massaraio estarão reproduzindo uma escala de distância que tem como base métodos estatísticos de determinação de distâncias. Em outras palavras, cerca de 72% da amostra é formada por nebulosas para as quais foram associados aglomerados com distâncias próximas das suas distâncias estatísticas. Não se pode afirmar, dessa forma, que a relação 3.42 é baseada em nebulosas com distâncias determinadas de forma totalmente independente.

Além disso, a amostra é limitada a objetos relativamente próximos ($d_{NP} < 2,7$ kpc). Isto pode gerar efeitos seletivos como, por exemplo, a exclusão de nebulosas com altos brilhos superficiais, localizadas a grandes distâncias, tal como as pertencentes ao bojo Galáctico. No entanto, para as NP's do bojo, a seleção de verdadeiros membros pode ser problemática, assim como os grandes erros nos parâmetros observados, em especial os tamanhos angulares. Outra importante fonte de erros no resultado anterior é o cálculo dos raios da massa ionizada (R_i) a partir dos raios angulares ópticos observados. A correspondência entre estes dois parâmetros seria verdadeira somente no caso de nebulosas opticamente finas, quando se pode garantir que toda a massa nebular está ionizada. A figura 3.42 também mostra, em linha tracejada, um ajuste por um polinômio de ordem 2, o qual gera uma ligeira redução do desvio padrão nos resíduos, de $\sigma = 0, 34$.

1	2	3	4	5
Ν	Aglomerado	Nebulosa Planetária	d_{aglom}	d_{NP}
		(PNG)	(kpc)	(kpc)
1	IC 2602	291.6-04.8	0.161	1.100
2	NGC 6475	357.4-03.5	0.301	6.490
3	Mamajek 3	196.6-10.9	0.092	1.500
4	Alessi 19	038.2 + 12.0	0.550	2.000
5	Collinder 359	034.6 + 11.8	0.249	0.430
6	ASCC 111	074.5 + 02.1	1.600	1.100
7	Collinder 367	006.7-02.2	1.250	0.840
8	ASCC 93	008.3-01.1	2.500	0.990

Tabela 3.6 - Associações entre aglomerados e NP's sob critério de concordância cinemática.



Figura 3.21: Diagrama massa-raio nebular para a amostra da figura 3.20 com a exclusão dos pontos 1, 2 e 3. São mostradas a reta correspondente ao ajuste linear da equação 3.42 e a curva tracejada correspondente a um ajuste por uma função quadrática: $\log M_i = -0,702(\pm 0,458) + 0,008(\pm 0,726) \log R_i - 0,509(\pm 0,257)(\log R_i)^2$.

3.4.2 Relação Massa Inicial - Massa Final e Gradientes de Abundâncias

Como mencionado no início desta seção, as associações entre nebulosas planetárias e aglomerados abertos podem fornecer dados empíricos para estudos que envolvem questões sobre a teoria de evolução estelar, tal como a relação entre a massa inicial da estrela progenitora da nebulosa planetária e a massa final da estrela central da nebulosa. Estudos sobre evolução química da Galáxia também são beneficiados com o uso de tais associações. A variação das abundâncias de elementos ao longo do disco Galáctico, assim como a variação temporal de tais gradientes, podem ser melhor determinadas a partir das distâncias e idades dos aglomerados. Esforços nestas linhas de estudo foram realizados.

Para a relação massa inicial-massa final, foi utilizada uma correlação entre abundâncias de N/O e a massa da estrela central da nebulosa, discutida por Cazetta e Maciel (2000). De acordo com esta relação, sendo N/O a razão das abundâncias de nitrogênio e oxigênio por número de átomos, a massa da estrela central M_C da nebulosa, em massas solares, é dada por:

$$M_C = a + b \log(N/O) + c [\log(N/O))]^2 , \qquad (3.43)$$

onde os coeficientes são: a=0,689, b=0,056 e c=0,036 para $-1, 2 \leq \log(N/O) \leq -0, 26$; e a=0,825, b=0,936 e c=1,439 para $\log(N/O) > -0, 26$. Tal como definida pelos autores, esta calibração de alta-massa produz massas centrais relativamente altas, $M_C \geq 0,67M_{\odot}$, o que deveria ser esperado para nebulosas planetárias associadas com aglomerados estelares jovens. No entanto, como apontado por Maciel et al. (2003), uma calibração de baixamassa, com $M_C = 0,7242+0,1742 \log(N/O)$ para $\log(N/O) \leq -0,26$, permite a obtenção de massas centrais cobrindo um maior intervalo de valores e de acordo com resultados apresentados por Stasińska et al. (1997) e Zhang (1993).

Para as massas das estrelas do *turnoff* dos aglomerados, usou-se relação dada por Bahcall e Piran (1983) para os tempos de vida médios das estrelas na Seqüência Principal, baseados em modelos de evolução para estrelas de População I:

$$\log t_{SP} = 10, 0 - 3, 6 \log M_{SP} + (\log M_{SP})^2 , \qquad (3.44)$$

onde t_{SP} é dado em anos e M_{SP} em massas solares. Para t_{SP} igual à idade do aglomerado, M_{SP} corresponderá à massa das estrelas do *turnoff*. Utilizando os dados de abundâncias de N/O listados por Cazetta e Maciel (2000) e Maciel e Chiappini (1994), e idades catalogadas dos aglomerados abertos, calcularam-se as massas dos objetos através das equações 3.43 e 3.44. As massas das estrelas progenitoras das NP's foram consideradas como sendo 10% maiores que as massas das correspondentes estrelas do turnoff (Bonatto et al. (2008)). Designando estas como as massas iniciais M_i , e as massas das estrelas centrais das nebulosas como as massas finais M_f , a figura 3.22 mostra a dependência encontrada entre estas duas quantidades. Devido os dados da razão N/O não serem disponíveis para todas as nebulosas da amostra, a evidência de uma correlação entre os parâmetros M_i e M_f é prejudicada pela pequena quantidade de pontos no diagrama da figura 3.22. Para efeitos de comparação, também estão representadas nesta figura a relação entre a massa inicial na Seqüência Principal e a massa final das anãs-brancas, encontrada por Weidemann (2000) (linha sólida), e relação massa inicial-massa final para a calibração de alta-massa de Maciel e Cazetta (1997) (linha pontilhada).



Figura 3.22: Massas das estrelas centrais das NP's (M_f) em função das massas das estrelas progenitoras (M_i) . Curva sólida: relação $M_i - M_f$ de Weidemann (2000); curva pontilhada: relação $M_i - M_f$ de Maciel e Cazetta (1997).

Também considerou-se oportuno o estudo de gradientes de abundâncias químicas da Galáxia com o uso das nebulosas planetárias associadas a aglomerados. Dadas as distâncias dos aglomerados e coordenadas galácticas $l \in b$ das nebulosas, suas distâncias galactocêntricas R foram calculadas. A partir de dados de abundâncias químicas das nebulosas, obtidas do catálogo de Maciel e Quireza (1999), como as razões O/H, Ne/H, S/H

stância galactocêntrica foi verificad

e Ar/H, a dependência de tais abundâncias com a distância galactocêntrica foi verificada. Novamente, a pequena amostra de objetos não torna possível a obtenção de um resultado confiável para o gradiente de abundância. Além disso, a amostra se restringe a objetos relativamente próximos, produzindo um gradiente limitado em distâncias galactocêntricas.

3.4.3 Propriedades comparadas de estrelas OH/IR, IRCS's e NP's

Diagramas cor-cor envolvendo fluxos no infravermelho têm sido freqüentemente usados na discriminação das diferentes classes de estrelas AGB, especialmente no que concerne as propriedades químicas destes objetos. Como mencionado na seção 3.2, Epchtein et al. (1987) estudaram uma amostra contendo diferentes tipos de estrelas observadas durante o *survey* "Valinhos" e verificaram como as magnitudes IRAS são afetadas pela presença dos silicatos SiC e SiO, (Ortiz et al. (2005)). Observando as posições dos objetos em um diagrama cor-cor $[12\mu m - 25\mu m]$ vs. [K-L], tais autores classificaram as fontes observadas como estrelas não-variáveis, estrelas tipo M circundadas por fracos envelopes de poeira, e estrelas AGB ricas em oxigênio ou carbono, com espessos envelopes circum-estelares de gás e poeira.

Neste estudo, propõe-se a utilização de um diagrama $[12\mu m - 25\mu m]$ vs. [H-K] com o mesmo objetivo de identificação das diferentes classes de objetos. Após a missão IRAS, tornou-se claro o fato da linha relativa ao silicato SiO, em 9,7 μm , ser a banda mais proeminente do IV médio nos espectros da maioria das estrelas AGB. Tais espectros foram então classificados como apresentando esta linha em emissão (tipo 2n), ou em absorção (tipo 3n). Estas características espectrais são dependentes da profundidade óptica do envelope de poeira; a linha em 9,7 μm aparece em absorção para as estrelas com envelopes mais espessos. As fontes cujos espectros apresentam a linha relativa ao SiC, em 11,3 μm , característica de estrelas AGB ricas em carbono, são classificadas como de tipo 4n.

Baseada em tais propriedades, a classificação de estrelas AGB e pós-AGB através de diagramas cor-cor, como a proposta por Epchtein et al. (1987) e diversos outros autores, constitui-se na utilização de bandas do IV médio próximas de 9, $7\mu m$ para a separação dos diferentes objetos de acordo com suas características espectrais. Por exemplo, a banda em $12\mu m$ do satélite IRAS pode compor o índice de cor utilizado em um dos eixos do diagrama para este fim. Dessa forma, enquanto o índice [H-K] indica uma seqüência crescente de taxa

de perda de massa e profundidade óptica do envelope circum-estelar, a cor $[12\mu m - 25\mu m]$ reflete a dependência com relação à força da linha do silicato em 9, $7\mu m$.

Como já apresentado nas seções 3.2 e 3.3 para as estrelas OH/IR e estrelas carbonadas infravermelhas, respectivamente, o diagrama $[12\mu m - 25\mu m]$ vs. [H-K], mostrado na figura 3.23, reúne tais amostras de estrelas AGB além da amostra de nebulosas planetárias estudada. Para as estrelas OH/IR e IRCS's, as magnitudes nas bandas H, K, $12\mu m$ e $25\mu m$ foram obtidas dos diversos catálogos utilizados neste estudo, descritos nas correspondentes seções do capítulo 2. Para as nebulosas planetárias, as magnitudes em $12\mu m$ e $25\mu m$ foram calculadas a partir dos fluxos IRAS (não corrigidos) catalogados em Acker et al. (1992), nestes respectivos comprimentos de onda. Os fluxos foram convertidos em magnitudes de acordo com a calibração de magnitude zero dada no IRAS Explanatory Supplement (1985). Os fluxos de magnitude zero em 12 e $25\mu m$ são 28,3 e 6,73 Jy, respectivamente. Dado o fato de apenas cerca de um terço das NP's catalogadas em Acker et al. (1992) possuir dados de magnitudes no IV próximo, as magnitudes nas bandas H e K para uma maior quantidade de objetos foram obtidas após identificações com as fontes 2MASS.



Figura 3.23: Diagrama cor-cor $[12\mu m - 25\mu m]$ vs. [H-K] para as amostras de estrelas OH/IR (símbolos verdes), estrelas carbonadas infravermelhas (símbolos azuis), e nebulosas planetárias (símbolos vermelhos).

Observa-se na figura 3.23 uma clara separação entre as posições ocupadas pelas estrelas carbonadas e estrelas OH/IR. Tais objetos se concentram em duas faixas praticamente paralelas e cobrindo um grande intervalo em índice [H-K]. Fica evidente que a principal distinção entre as IRCS's e OH/IR é devida ao índice de cor $[12\mu m - 25\mu m]$. Isto é explicado pelo fato da magnitude em $12\mu m$ ser significantemente afetada pela linha do SiO em 9, $7\mu m$, tornando as cores $[12\mu m - 25\mu m]$ das OH/IR aproximadamente uma magnitude maiores que as cores das IRCS's, para um mesmo valor de [H-K]. Além deste, um outro fator a ser levado em conta é que as distribuições espectrais de energia das estrelas carbonadas são geralmente bem ajustadas por uma única curva de corpo-negro (Epchtein et al. (1987)). Em outras palavras, isto pode ser explicado pelo fato que os grãos de poeira encontrados nos envelopes das IRCS's sobrevivem a temperaturas mais altas, podendo ser formados mais próximos da fotosfera do que no caso das estrelas OH/IR. Tais envelopes mais "quentes" podem ser traduzidos como menores índices $[12\mu m - 25\mu m]$.

A segunda concentração de estrelas OH/IR, com menores índices [H-K] e maiores índices $[12\mu m - 25\mu m]$, como discutido na seção 3.2, representa em sua maioria objetos de transição. Esta designação remete a objetos freqüentemente chamados de estrelas pós-AGB ou proto-nebulosas planetárias. Nesta etapa evolutiva, logo após a fase de AGB, o envelope convectivo da estrela é expelido e seu núcleo quente é revelado; imediatamente uma nebulosa de reflexão aparece em torno da estrela central e posteriormente uma pequena região HII surge, preenchendo o espectro com linhas metálicas de emissão. Este objeto ainda mostra algumas características da fase de AGB, tal como um intenso contínuo no infravermelho e bandas moleculares em seu espectro. A evolução de tais objetos de transição à fase de nebulosa planetária parece ser confirmada pelo diagrama da figura 3.23. Apesar das NP's se encontrarem espalhadas por um grande intervalo no índice $[12\mu m - 25\mu m]$, é evidente uma maior concentração dos pontos referentes a estes objetos desde a região ocupada pelos objetos de transição (ainda classificados como estrelas OH/IR no diagrama) até uma região acima destes, indicando uma seqüência com pouca variação em [H-K] e uma variação bem mais significativa na cor $[12\mu m - 25\mu m]$.

Uma característica notada na figura 3.17b da seção 3.3, e também visível no diagrama da figura 3.23, é a aparente ausência de estrelas carbonadas ocupando uma região equivalente àquela ocupada pelas estrelas OH/IR classificadas como objetos de transição. Em outras palavras, não fica evidente como as estrelas AGB ricas em carbono evoluem para a fase de nebulosas planetárias. Poderia-se supor que a pequena quantidade de IRCS's localizadas na extremidade esquerda da faixa de pontos azuis da figura 3.23, com um ligeiro excesso em $[12\mu m - 25\mu m]$ para esta região, correspondem a objetos de transição originados de estrelas carbonadas. Uma possível causa para os menores valores do índice $[12\mu m - 25\mu m]$, comparados com aqueles das estrelas pós-AGB ricas em oxigênio, é novamente a diferente composição química dos grãos de poeira presentes nos envelopes circum-estelares destes objetos; a maior temperatura de evaporação do grão permite a maior proximidade do envelope de poeira à fotosfera estelar.

Willems (1987) sugere um cenário evolutivo para as estrelas carbonadas a fim de explicar a característica mencionada anteriormente. Após a dragagem de material rico em carbono durante um pulso térmico, a razão C/O da fotosfera estelar pode mudar para um valor maior que a unidade, transformando o envelope circum-estelar rico em oxigênio em um envelope rico em carbono. De acordo com este autor, o pulso térmico sofrido pela estrela pode perturbar sua pulsação dinâmica, interrompendo a taxa de perda de massa por algum tempo. A estrela AGB, agora rica em carbono, ainda pode apresentar um envelope de poeira rico em oxigênio a grandes distâncias. Recomeçadas as pulsações dinâmicas, a estrela passa a emitir a linha em $11, 3\mu m$, a assinatura espectral de sua abundância em carbono. Quando a perda de massa aumenta, o envelope se torna opticamente espesso e a emissão em $11, 3\mu m$ desaparece. Pelo fato de tal linha nunca ter sido observada em absorção, deve-se esperar que a estrela carbonada evolua para a fase de proto-nebulosa planetária "camuflada" pelo seu espesso envelope de poeira. Voltando para o diagrama da figura 3.23, poderia-se então supor que algumas das estrelas OH/IR, localizadas na região dos objetos de transição, sejam estrelas carbonadas obscurecidas por seus envelopes circum-estelares e com um remanescente envelope exterior rico em oxigênio.

Um outro diagrama usado para o estudo das estrelas AGB com envelopes de gás e poeira é o composto pelas cores IRAS $[12\mu m - 25\mu m]$ e $[25\mu m - 60\mu m]$, proposto por vários autores como Olnon et al. (1984), Zuckerman e Dyck (1986), e van der Veen e Habing (1988) (VH88 daqui em diante). Estes últimos autores interpretam a seqüência formada pelas estrelas com envelopes circum-estelares ricos em oxigênio, das Miras às OH/IR, como uma trajetória evolutiva, com crescentes variabilidade e taxa de perda de massa. Tal diagrama (diagrama VH) é dividido em regiões, cada uma correspondendo a um determinado tipo de objeto: regiões I a III contêm estrelas evoluindo das Miras ricas em oxigênio às estrelas OH/IR com envelopes circum-estelares mais evoluídos; região IV consistindo principalmente de estrelas OH/IR no topo do ramo assimptótico das gigantes, com envelopes muito espessos; região V formada por nebulosas planetárias e estrelas nãovariáveis com envelopes circum-estelares frios; regiões VI e VII constituídas principalmente de estrelas com envelopes ricos em carbono; e região VIII formada por diferentes tipos de objetos, essencialmente casos extremos dos objetos encontrados nas regiões IV e V. Portanto, a explicação apresentada por VH88 pode ser entendida como uma taxa de perda de massa crescente com o tempo: toda estrela começaria a fase de AGB na extremidade azul da seqüência, movendo-se posteriormente, enquanto o crescimento de sua taxa de perda de massa, até atingir a extremidade vermelha da mesma.

Outros autores sugerem diferentes interpretações para a seqüência de pontos do diagrama VH. Em estudo sobre uma amostra de 400 estrelas OH/IR, Lepine et al. (1995) interpretam tal característica como uma seqüência de luminosidade e taxa estacionária de perda de massa crescentes, ou em outras palavras, uma seqüência de massa inicial crescente. Segundo esta visão, a massa inicial da estrela determinaria a sua taxa de perda de massa (suposta constante) experimentada durante a fase de AGB. Uma terceira interpretação, como a proposta por Jiménez Esteban et al. (2006), diz respeito a um cenário evolutivo no qual todas as estrelas ricas em oxigênio começariam a fase de AGB, independentemente da massa de sua estrela progenitora, na extremidade azul da seqüência; e então evoluiriam através de cores mais vermelhas, embora somente as estrelas mais massivas atingiriam a extremidade mais vermelha da seqüência.

De posse das associações entre os aglomerados abertos e as estrelas OH/IR, estrelas carbonadas infravermelhas e nebulosas planetárias, e dispondo tais objetos num diagrama VH, as idades dos aglomerados podem ser utilizadas para a verificação de uma possível trajetória evolutiva formada pela seqüência de pontos. A figura 3.24 mostra o diagrama cor-cor $[25\mu m - 60\mu m]$ vs. $[12\mu m - 25\mu m]$ (diagrama VH) construído; são mostradas as regiões definidas por VH88 (IIIa a VIII), assim como extensões destas regiões (separadas por linhas pontilhadas) para maiores valores dos índices de cor. As magnitudes IRAS em $60\mu m$ foram obtidas da mesma forma que as magnitudes em 12 e $25\mu m$, descritas no início desta subseção. Como apontado por VH88, a não aplicação da correção de cor aos fluxos IRAS não deve mudar o aspecto global da distribuição de pontos no diagrama
VH, visto tal correção ser apenas uma transformação linear dos eixos do diagrama. As cores no diagrama distinguem arbitrariamente os objetos por faixas de idade: símbolos azuis para objetos com idade t < 50 Manos; símbolos verdes para os objetos com idade 50 < t < 200 Manos; e símbolos vermelhos para aqueles mais velhos, com idade t > 200 Manos. Como visto, a proposta original apresentada por VH88 é a interpretação da seqüência como uma trajetória evolutiva das estrelas de tipo Mira ricas em oxigênio até as estrelas OH/IR com densos envelopes de poeira. Entretanto, as estrelas OH/IR membros de aglomerados parecem corresponder apenas aos objetos no final da seqüência, com os envelopes circum-estelares mais espessos. Apesar deste fato, o diagrama VH da figura 3.24 não deixa clara uma seqüência evolutiva formada pelos pontos, o que poderia ser esperado pelo menos para a faixa composta pelas OH/IR até as NP's. As massas iniciais das estrelas progenitoras devem possuir um peso maior no que se refere às suas localizações em tal diagrama, governando o regime de taxa de perda de massa com o qual evoluem.



Figura 3.24: Diagrama cor-cor $[25\mu m - 60\mu m]$ vs. $[12\mu m - 25\mu m]$ para as amostras de estrelas OH/IR (triângulos), estrelas carbonadas infravermelhas (quadrados), e nebulosas planetárias (asteriscos) associadas a aglomerados abertos. As cores dos símbolos classificam os objetos por faixas de idade: azul para os objetos com t < 50 Manos; verde para os objetos com 50 < t < 200 Manos; e vermelho para aqueles com t > 200 Manos. As regiões delimitadas por linhas contínuas representam parte daquelas definidas originalmente por van der Veen e Habing (1988); as regiões entre linhas pontilhadas representam extensões das regiões V e VIII para maiores valores dos índices de cor.

3.5 Pulsares

As associações entre pulsares e aglomerados abertos encontradas na seção 2.6 do capítulo 2, embora relativamente numerosas, não puderam ser avaliadas por critérios de seleção mais rigorosos como a concordância cinemática e a concordância em distâncias. Os motivos para tanto são a inexistência de dados de velocidade radial e escassez de dados de movimento próprio dos pulsares, além da grande incerteza associada às distâncias destes objetos. Os critérios de seleção utilizados foram então baseados em implicações menos rigorosas, relacionadas com as idades estimadas dos aglomerados e dos pulsares.

Como discutido no capítulo 2, a determinação das distâncias dos pulsares depende do modelo de densidade eletrônica utilizado para a Galáxia. Tais modelos geram uma escala de distâncias excessivamente maior que aquela encontrada para os aglomerados abertos conhecidos. A figura 3.25 mostra a correspondência entre as distâncias dos pulsares e as distâncias dos aglomerados para as associações relacionadas na tabela 2.8 (pág. 81 do cap. 2). As distâncias dos pulsares foram obtidas do catálogo de Taylor et al. (1993), estimadas a partir de modelo para distribuição de elétrons livres na Galáxia de acordo com Taylor e Cordes (1993).



Figura 3.25: Distância do pulsar em função da distância do aglomerado associado. Os pontos correspondem às associações listadas na tabela 2.8 do capítulo 2. A reta y = 10x está representada.

Observa-se uma aparente correlação entre as distâncias dos objetos associados. A reta de equação y = 10x está representada neste gráfico. Como pode ser visto, a escala de distâncias dos pulsares é, em média, superior à dos aglomerados abertos por um fator ~ 10. Se de fato a correlação física entre os objetos ocorre para a maioria das associações, o resultado obtido implica em uma grande mudança no modelo de densidade eletrônica utilizado. Entretanto, não parece seguro avançar no levantamento de hipóteses para a explicação de tal resultado. Os critérios utilizados para a seleção das associações não permitem a obtenção de relações confiáveis envolvendo parâmetros físicos destes objetos. Critérios mais rigorosos de associações que levem em conta as velocidades peculiares adquiridas pelos pulsares, integrando seus deslocamentos até os prováveis locais de nascimento, são requeridos para a composição de uma amostra de associações mais confiáveis.

Iniciou-se um estudo sobre as coincidências espaciais encontradas entre os pulsares e os aglomerados abertos similar ao realizado por Lundstrom e Stenholm (1984) para coincidências espaciais entre estrelas Wolf-Rayet e aglomerados abertos, e também recentemente empregado por Bonatto et al. (2008) para uma amostra de nebulosas planetárias espacialmente associadas a tais sistemas. A idéia do método é verificar se as associações encontradas resultam de uma distribuição aleatória dos objetos, o que negaria a probabilidade de correspondência física entre os mesmos. As quantidades utilizadas para este estudo são: a razão entre a separação angular do pulsar ao centro do aglomerado e o raio angular deste, expressa pelo parâmetro definido como ρ ; e a freqüência de pulsares situados a diferentes intervalos de distância do centro do aglomerado (diferentes valores de ρ), compondo assim uma densidade superficial dos valores de ρ , ou seja, o número de coincidências espaciais por unidade de área do aglomerado. Este último parâmetro denotamos por χ , e admitimos um intervalo para as separações angulares entre os objetos tal que $0 < \rho < 10$. A dependência entre χ e ρ se traduz em uma distribuição da densidade superficial de coincidências espaciais entre os pulsares e os aglomerados. A distribuição em azul mostrada na figura 3.26 é gerada a partir das distribuições espaciais reais dos objetos. Cada ponto desta figura corresponde a um valor médio de χ tomado para cada bin do parâmetro ρ no intervalo de 0 a 10 mencionado.

Para simular uma distribuição espacial aleatória de pulsares, primeiramente invertemos o sinal das latitudes galácticas destes objetos, procedimento este idêntico ao realizado por



Figura 3.26: Distribuição da densidade superficial de coincidências espaciais entre pulsares e aglomerados abertos: número de coincidências por unidade de área do aglomerado $\langle \chi \rangle$ em função da separação angular dos objetos em unidades de raio angular do aglomerado ρ . A distribuição em azul corresponde às coincidências espaciais de acordo com a distribuição real dos pulsares; a distribuição em vermelho está relacionada com uma distribuição aleatória simulada destes objetos.

Lundstrom e Stenholm (1984). No entanto, dado o possível grau de simetria na distribuição dos pulsares com relação ao plano galáctico, além do grande intervalo em ρ usado para as associações espaciais, este procedimento não deve gerar uma distribuição espacial tão diferente da encontrada para estes objetos. Sendo assim, além de inverter o sinal das latitudes, também somamos 1° aos valores das longitudes galácticas. Baseado nas novas coordenadas dos pulsares, procuramos então por novas coincidências espaciais entre estes e os aglomerados abertos, dentro do intervalo de ρ considerado. A distribuição mostrada em vermelho na figura 3.26 corresponde à densidade superficial de coincidências espaciais para uma distribuição aleatória de pulsares. Esta última distribuição foi normalizada para a quantidade de associações encontradas usando a distribuição real.

Analisando a figura 3.26, observa-se que as distribuições seguem aproximadamente um mesmo padrão para valores de $\rho \geq 3$. Além disso também se observa um aparente excesso na densidade de pulsares associados a aglomerados para valores de $\rho < 3$, quando comparado com a distribuição aleatória de associações. Estes fatos parecem indicar que as coincidências espaciais, apresentadas pelos pulsares localizados a uma distância de até três vezes o raio do aglomerado, correspondem a maiores probabilidades de correlações físicas entre tais objetos. Este resultado suporta a idéia de que algumas das 95 coincidências espaciais encontradas no cruzamento inicial dos catálogos resultem de pulsares membros físicos de aglomerados.

3.6 Análise sobre as associações

Como discutido brevemente na introdução, o estudo sobre a estrutura e dinâmica dos aglomerados abertos prediz que a relaxação destes sistemas deve ocorrer num tempo relativamente pequeno, após a equipartição de energia entre os seus componentes. Como conseqüência, as estrelas de altas massas devem apresentar uma concentração mais central, enquanto aquelas menos massivas, movendo-se com maiores velocidades, tendem a se concentrar nas regiões mais externas destes sistemas. Entretanto, observações de alguns aglomerados abertos, como por exemplo o caso do aglomerado M11 (Binney e Merrifield (1998)), indicam a presença de uma grande concentração de gigantes vermelhas ao longo dos seus raios projetados mais externos. Dada a juventude destes sistemas, tais gigantes vermelhas são estrelas evoluídas das estrelas mais massivas da Seqüência Principal. Evidências como estas tornam problemática a análise da segregação de massas que ocorre nos aglomerados abertos.

Similarmente, Turner (1985), a partir da análise sobre uma amostra de Cefeidas galácticas associadas a aglomerados abertos, e baseado nas considerações de Kholopov (1968) a respeito da existência de regiões coronais circundando os núcleos dos aglomerados, verifica uma aparente preferência das Cefeidas a ocuparem tais regiões mais externas. Este autor conclui que as maiores densidades nos núcleos dos aglomerados aumentam a freqüência de sistemas binários próximos, nos quais as componentes não estão suficientemente separadas para permitir que ambas evoluam às dimensões de supergigantes típicas das Cefeidas. A menor densidade estelar das coroas faz destas regiões locais mais prováveis para a observação de estrelas massivas no estágio das Cefeidas. Em estudo sobre Cefeidas na Grande Nuvem de Magalhães, Efremov (2003) também verifica a maior concentração destas estrelas nas coroas dos aglomerados dos quais são membros. Outros autores, como Brandl et al. (2002), sugerem interações dinâmicas entre as estrelas massivas, inicialmente concentradas no núcleo do aglomerado, e suas ejeções à região coronal. Burki (1978) sugere uma explicação alternativa em termos da dependência radial da massa de Jeans, $M_J \sim R$, para a fragmentação do proto-aglomerado a partir da nuvem interestelar, onde R é a distância ao centro da nuvem. Recentemente, após análise sobre associações entre aglomerados abertos e nebulosas planetárias, Majaess et al. (2007) também encontram um maior número destes objetos localizados em raios mais externos dos aglomerados.

Dadas as evidências acima e dispondo das amostras de associações encontradas neste estudo, resolvemos analisar as distribuições das distâncias dos objetos pós-SP aos centros dos aglomerados associados. Para as várias amostras de associações tabeladas no capítulo 2 foi listado o parâmetro ρ , definido como a razão entre a distância angular da posição do objeto ao centro do aglomerado e o raio angular deste último. Os hitogramas apresentados na figura 3.27 mostram as distribuições dos ρ 's para todos os objetos pós-SP principal estudados. Todos os histogramas estão normalizados à unidade. As linhas pontilhadas indicam o caso em que $\rho = 1$, ou seja, quando o objeto se encontra a uma distância do aglomerado de um raio angular deste. Considera-se neste estudo que os diâmetros angulares presentes no catálogo DAML02 correspondem às dimensões angulares dos núcleos dos aglomerados. Tal hipótese não deve ser tão irreal pelo fato de muitos dos aglomerados terem seus diâmetros estimados a partir de contagens de estrelas ou de inspeções visuais das áreas definidas pela concentração das estrelas mais brilhantes. Dessa forma, definimos o intervalo $0 < \rho < 1$ como o equivalente ao núcleo do aglomerado, e o intervalo 1 < $\rho < 3$ correspondendo à região ocupada pela coroa. Os números representados em cada histograma, à esquerda e à direita da linha $\rho = 1$, indicam as frações de objetos que se localizam no núcleo e na coroa dos aglomerados, respectivamente. Observa-se que na maioria dos histogramas, a maior porcentagem dos objetos se localiza na região coronal destes sistemas. A exceção é verificada para as Cefeidas, as quais parecem se distribuir de uma forma mais uniforme ao longo da extensão dos aglomerados. Este resultado se opõe ao encontrado por Turner (1985), comentado anteriormente. No entanto, deve-se ressaltar que por efeitos de projeção, uma estrela localizada na coroa pode ser vista como pertencente ao núcleo do aglomerado. De qualquer forma, estando os objetos pós-SP, membros físicos de aglomerados abertos, estreitamente relacionados à estrelas massivas, as distribuições mostradas na figura 3.27 confirmam a existência de tais estrelas nas regiões externas destes sistemas. A causa deste fato continua sendo discutível.





Capítulo 4

Conclusões e Perspectivas

Neste capítulo apresentamos uma síntese das análises e discussões sobre os resultados obtidos no capítulo anterior, além das considerações finais. Também são apresentadas perpectivas para a continuidade de algumas das linhas de estudo desenvolvidas no decorrer deste projeto, as quais aparentam fornecer resultados promissores para cada tipo de objeto estudado.

Neste trabalho verificamos a existência de prováveis associações físicas entre vários tipos de objetos na fase pós-Seqüência Principal e aglomerados estelares abertos. Os objetos pós-SP estudados foram: Cefeidas Clássicas, estrelas OH/IR, estrelas carbonadas infravermelhas, nebulosas planetárias e pulsares. Através de uma metodologia para o cruzamento de catálogos e de critérios para a seleção das associações, obtivemos amostras contendo dezenas de correspondências entre os aglomerados e cada tipo de objeto estudado. Tais correspondências são verificadas quando um ou mais parâmetros físicos dos pares aglomerado/objeto são concordantes, sendo estes as distâncias, velocidades radiais, ou movimentos próprios, além de, obviamente, coincidências em localização espacial.

Para cada tipo de objeto pós-SP associado, foram desenvolvidas relações envolvendo propriedades observadas destes com parâmetros físicos dos aglomerados, essencialmente suas distâncias e idades. Tais relações são construídas de forma a poderem auxiliar na determinação de certas propriedades físicas não muito bem estimadas destes objetos. Em contrapartida, para aqueles parâmetros bem determinados, tais como as distâncias das Cefeidas, as velocidades radiais das estrelas OH/IR, entre outros, adotamos estes dados aos aglomerados cujos parâmetros são incertos ou ainda não determinados. Dessa forma, temos a oportunidade de ampliar o conjunto de parâmetros observáveis dos aglomerados abertos, úteis no estudo da estrutura da Galáxia.

A seguir, descrevemos as principais conclusões obtidas acerca das associações encontradas para as várias classes de objetos estudados. Desenvolvemos as discussões para cada objeto em separado, na mesma ordem em que os mesmos foram apresentados nos capítulos anteriores.

• Cefeidas Clássicas:

A amostra de Cefeidas associadas a aglomerados, encontradas neste estudo, permitiu a derivação da relação período-idade para estas estrelas. A relação encontrada, linear para os logaritmos dos parâmetros (log $t = \alpha - \beta \log P$), concorda com aquelas estimadas por diversos autores na literatura. Tal relação período-idade apresenta uma forte dependência com as Cefeidas de curto período (log P < 1), devido o fato de ~ 84% das associações serem compostas por tais Cefeidas. Isto gera uma estreita distribuição em idades para estas estrelas, de ~ 20 a 180 milhões de anos, de acordo com o intervalo em períodos observado. Infelizmente, a extensão desta mesma relação envolvendo as Cefeidas de mais longo período $(\log P > 1)$ é prejudicada pela pequena quantidade de associações entre estas estrelas e aglomerados abertos. Não seria exagerado especular sobre a possibilidade de uma relação período-idade diferente para as Cefeidas de longo período. Um fato a favor desta idéia é a verificação de que algumas relações período-luminosidade publicadas na literatura fazem a distinção entre as Cefeidas de curto e longo período, além daquelas relações envolvendo termos de segunda ordem, que podem ser importantes para as Cefeidas com grandes períodos. Uma possível extensão deste estudo seria a procura por Cefeidas localizadas em associações estelares, as quais são geralmente mais jovens que os aglomerados abertos, indicando assim uma grande probabilidade de que a Cefeida associada seja de longo período. Algumas destas são estudadas na literatura. Entretanto, as idades das associações estelares não são muito bem determinadas. O estudo detalhado de determinadas estrelas membros destas associações, obtendo seus tipos espectrais e classes de luminosidade e, conseqüentemente, suas distâncias e idades, forneceria os parâmetros necessários para a busca por correlações físicas com Cefeidas.

A utilização da relação período-idade para a estimativa das idades de todas as Cefeidas catalogadas, e o uso destas junto aos dados de distâncias, velocidades radiais e movimentos próprios, fizeram das Cefeidas objetos com um espaço de parâmetros adequado para o estudo da estrutura espiral da Galáxia. Entretanto, os métodos de integração das órbitas das Cefeidas, utilizados para a reconstituição dos braços espirais em suas posições atuais, não forneceram resultados significativos. A principal causa deste mau êxito parece residir nas idades estimadas das Cefeidas. As estrelas mais jovens da amostra resultaram em objetos com idades de ~ 20 a 30 Manos. Este tempo é suficiente para que as estrelas se afastem dos braços e passem a ocupar as regiões inter-braços. Dessa forma, a relação período-idade encontrada produziu uma amostra de Cefeidas cujas estrelas mais jovens são "velhas" o suficiente para que sejam usadas como traçadores dos braços espirais da Via Láctea.

As estimativas das idades dos aglomerados associados com as Cefeidas, através do método de ajuste de isócronas nos diagramas cor-magnitude V vs. [B-V], possibilitaram a determinação de novas distâncias para alguns destes, a saber, os aglomerados Ruprecht 79, NGC 6649, Trumpler 35, Berkeley 58. Para estes casos, distâncias próximas das distâncias das Cefeidas forneceram melhores ajustes das ZAMS aos CMD's destes aglomerados, o que corrobora a associação física entre estes objetos (ver apêndice B). Além disso, para alguns aglomerados (listados na tabela 3.1, pág. 91) novos valores de idades foram encontrados, na maioria dos casos superiores aos valores tabelados no catálogo DAML02. Estas relativas discrepâncias entre os parâmetros catalogados dos aglomerados e os estimados neste estudo, revelam a grande dependência do método de ajuste à SP com os modelos da ZAMS e do conjunto de isócronas adotado. Aliado a isto, há o fato dos dados catalogados não formarem um conjunto homogêneo de parâmetros, sendo obtidos de diversas fontes.

Alguns aglomerados abertos da série ASCC, catalogados em Kharchenko et al. (2005a), foram associados com Cefeidas cujas posições no diagrama período-idade se situam longe da tendência principal de pontos (figura 3.1, pág. 94). Dada a concordância na maioria dos parâmetros dos objetos nestas associações, a relação período-idade poderia ser usada nestes casos de forma inversa, estimando novos valores para as idades destes aglomerados. Os CMD's destes aglomerados apresentam um grande espalhamento, fazendo com que a SP na maioria dos casos não seja bem definida (ver final do apêndice B). Futuras observações destes aglomerados podem fornecer novos dados para a determinação de seus parâmetros físicos.

• Estrelas OH/IR:

O cruzamento do catálogo de aglomerados abertos DAML02, contendo cerca de 1700 objetos, com o catálogo de fontes OH descrito no capítulo 2, contendo outras cerca de 1700 fontes, assim como o uso de outros catálogos de estrelas OH/IR, geraram uma amostra muito reduzida de objetos associados (17 associações). A causa para esta aparente pequena probabilidade de correlações entre estrelas OH/IR e aglomerados abertos não parece muito clara. Algumas possíveis explicações seriam o método empregado na seleção das associações, como o intervalo em velocidades radiais admitido para a concordância cinemática dos objetos, ou o fato das estrelas OH/IR representarem uma população de estrelas com uma escala de distâncias maior que a dos aglomerados. Seja qual for a razão, a pequena quantidade de associações encontrada não permitiu a derivação de relações satisfatórias envolvendo propriedades observáveis das estrelas OH/IR.

A obtenção das distâncias das OH/IR a partir do método descrito como método do ponto sub-central evidenciou a correlação entre as magnitudes absolutas nas bandas K e $12\mu m$ em função do índice de cor [H-K]. Embora com uma grande dispersão em magnitudes, os diagramas contendo estes parâmetros mostram uma clara tendência apresentada pelos pontos. A aparente constância da magnitude absoluta em $12\mu m (M_{12})$ com o índice [H-K] ($M_{12} \sim 12$ mag) permitiu a derivação das distâncias de todas as fontes OH/IR catalogadas. A figura 3.16 da página 120 representa a distribuição das estrelas OH/IR projetadas no plano galáctico. Embora as distâncias heliocêntricas sejam alteradas por um fator de $10^{\pm \frac{1}{5}}$ caso as magnitudes absolutas M_{12} sejam subtraídas ou somadas de 1 mag., por exemplo, a configuração apresentada na figura 3.16 não será alterada, apesar da escala poder variar consideravelmente. Duas características interessantes permanecem inalteradas: a predominância de estrelas OH/IR localizadas no interior do círculo solar e a quase ausência destas nas regiões externas da Galáxia; e um aparente vazio em estrelas localizado no 1º quadrante galáctico, com longitudes entre $0 < l < 90^{\circ}$. Não é provável que este vazio seja produto de efeitos de seleção das amostras, uma vez que são encontradas estrelas a maiores distâncias e com mesma longitude galáctica deste. Estudos mais aprofundados são requeridos para verificar a real existência desta região desprovida de estrelas OH/IR.

• Estrelas Carbonadas Infravermelhas:

Os critérios de concordância em velocidades radiais, e para alguns casos concordância em distâncias, não produziram uma amostra significativa de associações entre estrelas carbonadas e aglomerados abertos. Apesar do menor número destas estrelas com velocidades radiais catalogadas, a causa para tal reduzido número de associações não parece ser tão clara. Tentativas de obtenção de relações envolvendo as magnitudes absolutas das IRCS's, tal como as dependências das magnitudes M_K e M_{12} com o índice [H-K] para a derivação das distâncias de toda a amostra de estrelas, foram frustradas pela pequena quantidade de estrelas nas associações. O método do ponto sub-central para estes objetos também não produziu resultados satisfatórios.

Assim como para as estrelas OH/IR, novos métodos para a procura por associações entre as IRCS's e aglomerados abertos devem ser desenvolvidos. Dadas as evidências de que as estrelas AGB ricas em carbono descendem daquelas ricas em oxigênio, as estrelas carbonadas infravermelhas e as estrelas OH/IR devem representar populações semelhantes de estrelas. O fato de ambas as classes apresentarem poucos indícios de correlação física com aglomerados abertos sugere um estudo mais específico acerca das probabilidades envolvidas nestes processos. Questões sobre os estágios evolutivos destas estrelas podem estar correlacionadas com tais evidências. Além disso, o espaço de velocidades destas estrelas pode apresentar diferenças com relação àquele encontrado para os aglomerados. Por exemplo, algumas estrelas OH/IR possuem velocidades que as caracterizam como estrelas membros do bojo galáctico.

• Nebulosas Planetárias:

Apesar das nebulosas planetárias representarem estágios posteriores à fase de estrelas AGB, estando evolutivamente conectadas com as estrelas OH/IR e carbonadas, uma maior quantidade destes objetos foi encontrada apresentando correspondência física com aglomerados abertos. Isto se deve ao grande número de nebulosas catalogadas e ao grande conjunto de parâmetros observáveis destes objetos. Novamente, a concordância cinemática produziu poucas associações, sendo necessária a adição daquelas com concordâncias em distâncias para tornar a amostra estatisticamente significante. As associações entre NP's e aglomerados abertos permitiram a derivação de uma relação entre a massa ionizada da nebulosa e o seu raio nebular, utilizada como passo para a determinação das distâncias destes objetos. Tais distâncias, entretanto, dependem de suposições sobre diversos parâmetros da nebulosa, como a sua profundidade óptica, temperatura eletrônica, etc, assim como de hipóteses sobre sua estrutura. A relação massa-raio nebular, calibrada pelas associações encontradas, poderiam servir para a obtenção das distâncias estatísticas das nebulosas em geral. No entanto, a maior parte das nebulosas utilizadas não possuem distâncias determinadas de forma totalmente independente, já que foram associadas aos aglomerados justamente pelo critério de equivalência em distâncias. A relação massa-raio nebular encontrada neste estudo reproduz essencialmente aquelas derivadas na literatura.

A obtenção de um maior número de associações seria útil em estudos sobre a relação entre a massa inicial da estrela progenitora da nebulosa planetária, quando ainda na Seqüência Principal, e a massa final da estrela central da nebulosa. Além disso, as melhores estimativas das distâncias galactocêntricas das nebulosas planetárias, a partir das distâncias dos aglomerados associados, permitiriam revisões sobre o comportamento do gradiente de abundância química da Galáxia, além de sua variação temporal.

Dois casos específicos de associações com características em comum merecem um comentário a parte. O aglomerado aberto ASCC 111 foi associado à Cefeida V402 Cyg e à nebulosa planetária PNG074.5+02.1. A associação com a Cefeida satisfaz todos os critérios de seleção adotados: coincidência espacial e concordância em distâncias, velocidades radiais e movimentos próprios. A associação com a nebulosa também foi possível devido à grande correspondência em velocidades radiais dos objetos, assim como a boa concordância em distâncias. O segundo caso diz respeito à associação entre o aglomerado NGC 6067 e as Cefeidas V340 Nor e QZ Nor, e a associação deste com a nebulosa PNG329.5-02.2. Enquanto as associações com as Cefeidas são bem reportadas na literatura, a correspondência com a nebulosa não é tão clara pela falta de dados de distância e velocidade radial para a mesma. Estas associações são interessantes pelo fato das Cefeidas com períodos P < 10dias (massas $M < 8 M_{\odot}$, de acordo com relação de Turner (1996), eq. 3.13, pág. 98) eventualmente se tornarão nebulosas planetárias após passarem por estágios intermediários como supergigantes vermelhas e estrelas AGB. Este fato corrobora, de uma certa forma, as associações encontradas.

• Pulsares

A aparente correlação encontrada entre as distâncias dos pulsares e as distâncias dos aglomerados abertos, que compõem o conjunto de associações encontradas, é evidenciada na figura 3.25 (pág. 143). No entanto, as distâncias dos pulsares são excessivamente maiores que as distâncias dos aglomerados associados, com uma razão entre as escalas de distâncias ~ 10. Se de fato a correlação física ocorre para a maioria dos objetos associados, tal resultado implica que os modelos de densidade eletrônica atualmente utilizados devem estar subestimando a densidade de elétrons livres do meio interestelar. Reduzindo a escala de distâncias dos pulsares por um fator 10, as densidades eletrônicas médias ao longo da linha de visada deveriam ser 10 vezes maiores que as estimadas pelos modelos, para que as medidas de dispersão permaneçam constantes. Por exemplo, o valor médio antigamente adotado para a densidade de elétrons livres na Galáxia, de $\langle n_e \rangle = 0,03 \ cm^{-3}$, seria alterado para 0,3 cm^{-3} . Embora seja uma mudança significativa, é interessante notar que as primeiras estimativas para a densidade média $\langle n_e \rangle$ na vizinhança solar admitiam um valor de 0,2 cm^{-3} .

Dado o fato das associações entre os pulsares e os aglomerados abertos não terem sido selecionadas pelos critérios de concordância cinemática e distâncias, a interpretação destes resultados requer uma análise cuidadosa sobre a real probabilidade de correlação física entre os objetos. Uma extensão deste estudo seria a integração dos deslocamentos dos pulsares, para aqueles que possuem dados de movimento próprio e idades características catalogados, e a obtenção dos seus prováveis locais de nascimento. Tal método foi desenvolvido durante este estudo, mas devido à pequena quantidade de pulsares com movimentos próprios catalogados, os resultados obtidos não foram satisfatórios.

Uma análise sobre as coincidências espaciais entre pulsares e aglomerados abertos, comparando as distribuições espaciais reais destes objetos com aquelas aleatórias obtidas por meio de simulação, parece indicar uma maior probabilidade de correlação física para os pulsares que distam do aglomerado de até três vezes o raio angular deste. Tal resultado é sumarizado na figura 3.26 (pág. 145). Este estudo merece um futuro aprofundamento, tanto no sentido de refinar a metodologia utilizada quanto na possibilidade de usá-la para investigar a probabilidade de correlação física entre os aglomerados e os outros tipos de objetos pós-SP estudados.

Referências Bibliográficas

- Abad C., Vieira K., Bongiovanni A., Romero L., Vicente B., An extension of Herschel's method for dense and extensive catalogues. Application to the determination of solar motion, A&A, 2003, vol. 397, p. 345
- Acker A., Marcout J., Ochsenbein F., Stenholm B., Tylenda R., Strasbourg ESO catalogue of galactic planetary nebulae. Part 1; Part 2. Garching: European Southern Observatory, 1992, 1992
- Alcock C., Allsman R. A., Axelrod T. S., Bennett D. P., Cook K. H., Freeman K. C., Griest K., Marshall S. L., Peterson B. A., Pratt M. R., Quinn P. J., Reimann J., Rodgers A. W., Stubbs C. W., Sutherland W., Welch D. L., The MACHO project LMC variable star inventory. 1: Beat Cepheids-conclusive evidence for the excitation of the second overtone in classical Cepheids, AJ, 1995, vol. 109, p. 1653
- Amôres E. B., Lépine J. R. D., Models for Interstellar Extinction in the Galaxy, AJ, 2005, vol. 130, p. 659
- Arp H., Sandage A., Stephens C., Cepheids in Galactic Clusters.IV. DL CAS in NGC 129., ApJ, 1959, vol. 130, p. 80
- Arp H. C., Cepheids in galactic clusters. V. CV MON, ApJ, 1960, vol. 131, p. 322
- Bahcall J. N., Piran T., Stellar collapses in the galaxy, ApJ, 1983, vol. 267, p. L77
- Barrell S. L., The beat Cepheid V367 Scuti and NGC 6649, ApJ, 1980, vol. 240, p. 145

- Baud B., Habing H. J., Matthews H. E., Winnberg A., A systematic search at 1612 MHz for OH maser sources. III - The galactic distribution, kinematics, and emission properties of Type II OH/IR sources., A&A, 1981, vol. 95, p. 156
- Baumgardt H., Dettbarn C., Wielen R., Absolute proper motions of open clusters. I. Observational data, A&AS, 2000, vol. 146, p. 251
- Becker S. A., Iben Jr. I., Tuggle R. S., On the frequency-period distribution of Cepheid variables in galaxies in the Local Group, ApJ, 1977, vol. 218, p. 633
- Becker W., Die räumliche Verteilung von 156 galaktischen Sternhaufen in Abhängigkeit von ihrem Alter. Mit 7 Textabbildungen, Zeitschrift fur Astrophysik, 1963, vol. 57, p. 117
- Bensby T., Lundström I., The distance scale of planetary nebulae, A&A, 2001, vol. 374, p. 599
- Berdnikov L. N., Dambis A. K., Vozyakova O. V., Galactic Cepheids. Catalogue of lightcurve parameters and distances, A&AS, 2000, vol. 143, p. 211
- Binney J., Merrifield M., Galactic astronomy. Galactic astronomy / James Binney and Michael Merrifield. Princeton, NJ : Princeton University Press, 1998. (Princeton series in astrophysics) QB857 .B522 1998 (\$35.00), 1998
- Bonatto C., Bica E., Santos J. F. C., Discovery of an open cluster with a possible physical association with a planetary nebula, MNRAS, 2008, vol. 386, p. 324
- Bono G., Marconi M., Cassisi S., Caputo F., Gieren W., Pietrzynski G., Classical Cepheid Pulsation Models. X. The Period-Age Relation, ApJ, 2005, vol. 621, p. 966
- Brandl B. R., Chernoff D. F., Moffat A. F. J., Massive Stars Ejected from R136?. In Extragalactic Star Clusters, vol. 207 of IAU Symposium, 2002, p. 694
- Burki G., Observational tests on star formation. IV Birth-places of massive stars in open star clusters, A&A, 1978, vol. 62, p. 159
- Cahn J. H., Kaler J. B., Stanghellini L., A catalogue of absolute fluxes and distances of planetary nebulae, A&AS, 1992, vol. 94, p. 399

- Caldwell J. A. R., Laney C. D., Cepheids in the Magellanic Clouds. In The Magellanic Clouds , vol. 148 of IAU Symposium, 1991, p. 249
- Cazetta J. O., Maciel W. J., Distances of Galactic Planetary Nebulae Based on a Relationship Between the Central Star Mass and the N/O Abundance, Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica, 2000, vol. 36, p. 3
- Chen P. S., Szczerba R., Kwok S., Volk K., Properties of OH/IR stars with IRAS LRS spectra, A&A, 2001, vol. 368, p. 1006
- Chengalur J. N., Lewis B. M., Eder J., Terzian Y., New OH/IR stars from color-selected IRAS sources. 3: A complete survey, ApJS, 1993, vol. 89, p. 189
- Clayton D. D., Principles of stellar evolution and nucleosynthesis, 1968
- Clemens D. P., Massachusetts-Stony Brook Galactic plane CO survey The Galactic disk rotation curve, ApJ, 1985, vol. 295, p. 422
- Cordes J. M., Chernoff D. F., Neutron Star Population Dynamics. II. Three-dimensional Space Velocities of Young Pulsars, ApJ, 1998, vol. 505, p. 315
- Cordes J. M., Lazio T. J. W., NE2001.I. A New Model for the Galactic Distribution of Free Electrons and its Fluctuations, ArXiv Astrophysics e-prints, 2002
- Coulson I. M., Caldwell J. A. R., The Cepheid HD 144972 and the problematic distance to the open cluster NGC 6067, MNRAS, 1985, vol. 216, p. 671
- Dambis A. K., Space-age distribution of young open clusters and observational selection, Astronomy Letters, 1999, vol. 25, p. 7
- Daub C. T., A statistical survey of local planetary nebulae, ApJ, 1982, vol. 260, p. 612
- Dehnen W., Binney J. J., Local stellar kinematics from HIPPARCOS data, MNRAS, 1998, vol. 298, p. 387
- Demers S., Battinelli P., C stars as kinematic probes of the Milky Way disk from 9 to 15 kpc, A&A, 2007, vol. 473, p. 143

- di Prospero L., The age of the galactic cluster Lynga 6, Memorie della Societa Astronomica Italiana, 1976, vol. 47, p. 255
- Dias W. S., Alessi B. S., Moitinho A., Lépine J. R. D., New catalogue of optically visible open clusters and candidates, A&A, 2002, vol. 389, p. 871
- Dias W. S., Lépine J. R. D., Direct Determination of the Spiral Pattern Rotation Speed of the Galaxy, ApJ, 2005, vol. 629, p. 825
- Doig P., Spectral Types in Open Clusters, PASP, 1926, vol. 38, p. 113
- Durand S., Acker A., Zijlstra A., The kinematics of 867 galactic planetary nebulae, A&AS, 1998, vol. 132, p. 13
- Efremov I. N., Period-age relation for Cepheids, AZh, 1978, vol. 55, p. 272
- Efremov Y. N., Period-age relation of cepheids and the history of star formation in M31 and the LMC.. In Stars and Galaxies from Observational Points of View, 1976, p. 413
- Efremov Y. N., Cepheids in LMC Clusters and the Period-Age Relation, Astronomy Reports, 2003, vol. 47, p. 1000
- Efremov Y. N., Elmegreen B. G., Hierarchical star formation from the time-space distribution of star clusters in the Large Magellanic Cloud, MNRAS, 1998, vol. 299, p. 588
- Engels D., Kreysa E., Schultz G. V., Sherwood W. A., The nature of OH/IR stars. I -Infrared Mira variables, A&A, 1983, vol. 124, p. 123
- Epchtein N., Le Bertre T., Lepine J. R. D., Carbon star envelopes Near-IR photometry, mass loss and evolutionary status of a sample of IRAS stars, A&A, 1990, vol. 227, p. 82
- Epchtein N., Le Bertre T., Lepine J. R. D., Marques Dos Santos P., Matsuura O. T., Picazzio E., Valinhos 2.2 micron survey of the southern galactic plane. II - Near-IR photometry, IRAS identifications and nature of the sources, A&AS, 1987, vol. 71, p. 39
- Epchtein N., Matsuura O. T., Braz M. A., Lepine J. R. D., Picazzio E., Marques Dos Santos P., Boscolo P., Le Bertre T., Roussel A., Turon P., Valinhos 2.2 micron survey of

the Southern Galactic plane Positions and infrared photometry of 338 sources, A&AS, 1985, vol. 61, p. 203

- Feast M., Cepheids as Distance Indicators, PASP, 1999, vol. 111, p. 775
- Feast M. W., Catchpole R. M., The Cepheid period-luminosity zero-point from HIPPAR-COS trigonometrical parallaxes, MNRAS, 1997, vol. 286, p. L1
- Feast M. W., Glass I. S., Whitelock P. A., Catchpole R. M., A period-luminosity-colour relation for Mira variables, MNRAS, 1989, vol. 241, p. 375
- Feast M. W., Shuttleworth M., The kinematics of B stars, cepheids, galactic clusters and interstellar gas in the Galaxy, MNRAS, 1965, vol. 130, p. 245
- Fernie J. D., Cepheids in Galactic Clusters. VII. S Nor and NGC 6087., ApJ, 1961, vol. 133, p. 64
- Fernie J. D., A survey of Cepheid sizes, ApJ, 1984, vol. 282, p. 641
- Fernie J. D., Color excesses for classical Cepheids from BV photometry, ApJ, 1994, vol. 429, p. 844
- Fernie J. D., Evans N. R., Beattie B., Seager S., A Database of Galactic Classical Cepheids, Information Bulletin on Variable Stars, 1995, vol. 4148, p. 1
- Fouque P., Le Bertre T., Epchtein N., Guglielmo F., Kerschbaum F., Near-infrared photometry of a sample of IRAS point sources, A&AS, 1992, vol. 93, p. 151
- Górny S. K., Stasińska G., Escudero A. V., Costa R. D. D., The populations of planetary nebulae in the direction of the Galactic bulge. Chemical abundances and Wolf-Rayet central stars, A&A, 2004, vol. 427, p. 231
- Groenewegen M. A. T., Baas F., Blommaert J. A. D. L., Stehle R., Josselin E., Tilanus R. P. J., Millimeter and some near infra-red observations of short-period Miras and other AGB stars, A&AS, 1999, vol. 140, p. 197
- Groenewegen M. A. T., Sevenster M., Spoon H. W. W., Pérez I., Millimetre observations of infrared carbon stars. II. Mass loss rates and expansion velocities, A&A, 2002, vol. 390, p. 511

- Guglielmo F., Epchtein N., Arditti F., Sevre F., New infrared carbon stars in the IRAS point source catalog., A&AS, 1997, vol. 122, p. 489
- Guglielmo F., Le Bertre T., Epchtein N., Infrared carbon stars: new identifications and their space distribution in the Galaxy, A&A, 1998, vol. 334, p. 609
- Gunn J. E., Ostriker J. P., On the Nature of Pulsars. III. Analysis of Observations, ApJ, 1970, vol. 160, p. 979
- Gupta A. C., Subramaniam A., Sagar R., Griffiths W. K., BVI photometry of NGC 7790 (Gupta+, 2000), VizieR Online Data Catalog, 2000, vol. 414, p. 50365
- Harris G. L. H., van den Bergh S., The cepheid CS Velorum and the cluster Ruprecht 79., ApJ, 1976, vol. 209, p. 130
- Henize K. G., Fairall A. P., A New Planetary Nebula with Independently Determined Distance and Mass. In Planetary Nebulae , vol. 103 of IAU Symposium, 1983, p. 544
- Hobbs G., Lorimer D. R., Lyne A. G., Kramer M., A statistical study of 233 pulsar proper motions, MNRAS, 2005, vol. 360, p. 974
- Iben Jr. I., Renzini A., Asymptotic giant branch evolution and beyond, ARA&A, 1983, vol. 21, p. 271
- Iben I. J., Stellar Evolution Within and off the Main Sequence, ARA&A, 1967, vol. 5, p. 571
- Irwin J. B., Cepheid Variables and Galactic Structure, Monthly Notes of the Astronomical Society of South Africa, 1955, vol. 14, p. 38
- Irwin J. B., Photoelectric observations of two southern Cepheids., AJ, 1958, vol. 63, p. 197
- Jiménez Esteban F., Engels D., García-Lario P., The O-rich AGB sequence, Lecture Notes and Essays in Astrophysics, 2006, vol. 2, p. 159
- Kastner J. H., Forveille T., Zuckerman B., Omont A., Probing the AGB Tip Luminous Carbon Stars in the Galactic Plane, A&A, 1993, vol. 275, p. 163

- Kerber F., Mignani R. P., Smart R. L., Wicenec A., Galactic planetary nebulae and their central stars. II. Proper motions, A&A, 2008, vol. 479, p. 155
- Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Röser S., Schilbach E., Scholz R.-D., 109 new Galactic open clusters, A&A, 2005a, vol. 440, p. 403
- Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Röser S., Schilbach E., Scholz R.-D., Astrophysical parameters of Galactic open clusters, A&A, 2005b, vol. 438, p. 1163
- Kholopov P. N., Variable stars in open clusters., Peremennye Zvezdy, 1956, vol. 11, p. 325
- Kholopov P. N., The Unity in the Structure of Star Clusters., AZh, 1968, vol. 45, p. 786
- Kholopov P. N., The Unity in the Structure of Star Clusters., Soviet Astronomy, 1969, vol. 12, p. 625
- Kippenhahn R., Smith L., On the ages of delta Cephei stars., A&A, 1969, vol. 1, p. 142
- Kippenhahn R., Weigert A., Stellar Structure and Evolution, 1990
- Kiss L. L., Szabó G. M., Balog Z., Parker Q. A., Frew D. J., AAOmega radial velocities rule out current membership of the planetary nebula NGC 2438 in the open cluster M46, MNRAS, 2008, vol. 391, p. 399
- Kraft R. P., A List of Classical Cepheids which may BE Galactiv-Cluster Members., ApJ, 1957, vol. 126, p. 225
- Kraft R. P., Cepheids in Galactic Clusters. II Radial Velcocities and Spectral Types in NGC 129, NGC 6664, and NGC 7790., ApJ, 1958, vol. 128, p. 161
- Kukarkin B. V., Pulsating stars, 1975
- Kwok S., The Origin and Evolution of Planetary Nebulae. The origin and evolution of planetary nebulae / Sun Kwok. Cambridge ; New York : Cambridge University Press, 2000. (Cambridge astrophysics series ; 33), 2000
- Leavitt H. S., 1777 variables in the Magellanic Clouds, Annals of Harvard College Observatory, 1908, vol. 60, p. 87

- Lepine J. R. D., Ortiz R., Epchtein N., OH/IR stars: near-infrared photometry, and discussion of the Mira-OH/IR sequence., A&A, 1995, vol. 299, p. 453
- Lewis B. M., Kopon D. A., Terzian Y., 2MASS Counterparts for OH/IR Stars. I. The Arecibo Sample, AJ, 2004, vol. 127, p. 501
- Loktin A. V., Gerasimenko T. P., Malysheva L. K., The catalogue of open cluster parameters-second version, Astronomical and Astrophysical Transactions, 2001, vol. 20, p. 607
- Loup C., Forveille T., Omont A., Paul J. F., CO and HCN observations of circumstellar envelopes. A catalogue - Mass loss rates and distributions, A&AS, 1993, vol. 99, p. 291
- Lundstrom I., Stenholm B., Wolf-Rayet stars in open clusters and associations, A&AS, 1984, vol. 58, p. 163
- Lyne A. G., Lorimer D. R., High Birth Velocities of Radio Pulsars, Nature, 1994, vol. 369, p. 127
- Lyne A. G., Ritchings R. T., Smith F. G., The period derivatives of pulsars, MNRAS, 1975, vol. 171, p. 579
- Lyngå G., Remarks on the cluster Lyngå 6., A&A, 1977, vol. 54, p. 311
- Maciel W. J., Cazetta J. O., Gravity Distances of Planetary Nebulae, Ap&SS, 1997, vol. 249, p. 341
- Maciel W. J., Chiappini C., Abundances and radial gradients from disk planetary nebulae: He, N, C, and CL, Ap&SS, 1994, vol. 219, p. 231
- Maciel W. J., Costa R. D. D., Uchida M. M. M., An estimate of the time variation of the O/H radial gradient from planetary nebulae, A&A, 2003, vol. 397, p. 667
- Maciel W. J., Pottasch S. R., Distances of planetary nebulae, A&A, 1980, vol. 88, p. 1
- Maciel W. J., Quireza C., Abundance gradients in the outer galactic disk from planetary nebulae, A&A, 1999, vol. 345, p. 629

- Madore B. F., Book-Review Cepheids Theory and Observations, Science, 1985, vol. 230, p. 1032
- Madore B. F., van den Bergh S., UBV photometry of the cepheid V367 Scuti in the open cluster NGC 6649., ApJ, 1975, vol. 197, p. 55
- Magnier E. A., Prins S., Augusteijn T., van Paradijs J., Lewin W. H. G., Cepheids as tracers of star formation in M 31. II. NGC 206: evidence for spiral arm interactions., A&A, 1997, vol. 326, p. 442
- Majaess D. J., Turner D. G., Lane D. J., In Search of Possible Associations between Planetary Nebulae and Open Clusters, PASP, 2007, vol. 119, p. 1349
- Mallik D. C. V., Sagar R., Pati A. K., A deep BVI photometric study of the open cluster NGC 2453., A&AS, 1995, vol. 114, p. 537
- Mauron N., Azzopardi M., Gigoyan K., Kendall T. R., Cool carbon stars in the halo: A new survey based on 2MASS, A&A, 2004, vol. 418, p. 77
- McNamara D. H., Feltz Jr. K. A., A determination of the characteristics of Cepheids from B-type companions. In IAU Colloq. 59: Effects of Mass Loss on Stellar Evolution, vol. 89 of Astrophysics and Space Science Library, 1981, p. 389
- Menzies J. W., Feast M. W., Whitelock P. A., Carbon-rich Mira variables: radial velocities and distances, MNRAS, 2006, vol. 369, p. 783
- Mermilliod J.-C., Clariá J. J., Andersen J., Piatti A. E., Mayor M., Red giants in open clusters. IX. NGC 2324, 2818, 3960 and 6259, A&A, 2001, vol. 375, p. 30
- Mermilliod J. C., Mayor M., Burki G., Membership of Cepheids and red giants in 8 open clusters - NGC 129, 6067, 6087, 6649, 6664, IC 4725, LY 6, RU 79, A&AS, 1987, vol. 70, p. 389
- Meyer-Hofmeister E., A theoretical Hertzsprung-Russell-diagram for the star cluster NGC 1866., A&A, 1969, vol. 2, p. 143
- Meyer-Hofmeister E., The Period Age Relationship for δ Cephei Stars. In IAU Colloq. 17: Age des Etoiles , 1972, p. 19

- Mihalas D., Binney J., Galactic astronomy: Structure and kinematics /2nd edition/. San Francisco, CA, W. H. Freeman and Co., 1981. 608 p., 1981
- Milne D. K., On the radio distance scale for planetary nebulae, MNRAS, 1982, vol. 200, p. 51P
- Minkowski R., Aller L. H., The Structure of the Owl Nebula., ApJ, 1954, vol. 120, p. 261
- Moe M., De Marco O., Do Most Planetary Nebulae Derive from Binaries? I. Population Synthesis Model of the Galactic Planetary Nebula Population Produced by Single Stars and Binaries, ApJ, 2006, vol. 650, p. 916
- Moffat A. F. J., Fitzgerald M. P., NGC 2453, a moderately young open cluster in Puppis, A&AS, 1974, vol. 18, p. 19
- Moffat A. F. J., Vogt N., Southern open star clusters IV. UBV-Hbeta photometry of 26 clusters from Monoceros to Vela., A&AS, 1975, vol. 20, p. 85
- Myra E. S., Astrophysics a Supernova Engine Turns Over, Nature, 1995, vol. 377, p. 382
- Neckel T., Klare G., Sarcander M., The spatial distribution of the interstellar extinction, A&AS, 1980, vol. 42, p. 251
- Olnon F. M., Habing H. J., Baud B., Pottasch S. R., de Jong T., Harris S., IRAS observations of OH/IR stars, ApJ, 1984, vol. 278, p. L41
- Olofsson H., Eriksson K., Gustafsson B., Carlstrom U., A study of circumstellar envelopes around bright carbon stars. I - Structure, kinematics, and mass-loss rate., ApJS, 1993, vol. 87, p. 267
- Ortiz R., Lorenz-Martins S., Maciel W. J., Rangel E. M., Evolution from AGB to planetary nebula in the MSX survey, A&A, 2005, vol. 431, p. 565
- Paczyński B., Evolution of Single Stars. I. Stellar Evolution from Main Sequence to White Dwarf or Carbon Ignition, Acta Astronomica, 1970, vol. 20, p. 47
- Pauls R., Kohoutek L., Study of the planetary nebula NGC 2438. I. Spectroscopy of the nebula and of some cluster stars, Astronomische Nachrichten, 1996, vol. 317, p. 413

- Pena M., Ruiz M. T., Bergeron P., Torres-Peimbert S., Heathcote S., The evolved central star of the planetary nebula ESO 166-PN 21., A&A, 1997, vol. 317, p. 911
- Phelps R. L., Janes K. A., Young open clusters as probes of the star formation process. 1: an atlas of open cluster photometry, ApJS, 1994, vol. 90, p. 31
- Pottasch S. R., Masses of planetary nebulae, A&A, 1980, vol. 89, p. 336
- Rastorguev A. S., Glushkova E. V., Dambis A. K., Zabolotskikh M. V., Statistical parallaxes and kinematical parameters of classical Cepheids and young star clusters, Astronomy Letters, 1999, vol. 25, p. 595
- Richter G., Wenzel W., Hoffmeister C., Variable stars, 1985
- Roberts W. W., Large-Scale Shock Formation in Spiral Galaxies and its Implications on Star Formation, ApJ, 1969, vol. 158, p. 123
- Ruprecht J., Balazs B., White R. E., Catalogue of Star Clusters and Associations -SUPPLEMENT-1 VOLS.I-III, Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires, 1982, vol. 22, p. 132
- Sagar R., Cannon R. D., Multicolour deep CCD photometric study of the moderately young southern open star clusters NGC 3228, NGC 4103, NGC 5662 and NGC 6087, A&AS, 1997, vol. 122, p. 9
- Samus' N. N., Kholopov P. N., General Catalogue of Variable Stars: compilation and processing., Abastumanskaia Astrofizicheskaia Observatoriia Biulleten, 1985, vol. 59, p. 57
- Sandage A., Observational Approach to Evolution. II. a Computed Luminosity Function for K0-K2 Stars from M₋{v} = +5 to M₋{v} = -4.5., ApJ, 1957, vol. 125, p. 435
- Sandage A., Cepheids in Galactic Clusters. I. CF Cass in NGC 7790., ApJ, 1958, vol. 128, p. 150
- Sandage A., Chpheids in Galactic Clusters.VI. U SGR in M25., ApJ, 1960, vol. 131, p. 610

- Schmidt E. G., Intermediate-band photometry in the open cluster NGC 6664, AJ, 1982, vol. 87, p. 1197
- Schneider S. E., Terzian Y., Purgathofer A., Perinotto M., Radial velocities of planetary nebulae, ApJS, 1983, vol. 52, p. 399
- Sevenster M. N., OH-selected AGB and Post-AGB Objects. I. Infrared and Maser Properties, AJ, 2002, vol. 123, p. 2772
- Shu F. H., Milione V., Gebel W., Yuan C., Goldsmith D. W., Roberts W. W., Galactic Shocks in an Interstellar Medium with Two Stable Phases, ApJ, 1972, vol. 173, p. 557
- Smith F. G., Pulsars. Cambridge and New York, Cambridge University Press, 1977. 249 p., 1977
- Stasińska G., Gorny S. K., Tylenda R., On the mass distribution of planetary nebulae central stars., A&A, 1997, vol. 327, p. 736
- Strohmeier W., Variable stars, 1972
- Tammann G. A., The Galactic Distribution of Young Cepheids. In The Spiral Structure of our Galaxy , vol. 38 of IAU Symposium, 1970, p. 236
- Tammann G. A., Sandage A., Reindl B., New Period-Luminosity and Period-Color relations of classical Cepheids: I. Cepheids in the Galaxy, A&A, 2003, vol. 404, p. 423
- Taylor J. H., Cordes J. M., Pulsar distances and the galactic distribution of free electrons, ApJ, 1993, vol. 411, p. 674
- Taylor J. H., Manchester R. N., Lyne A. G., Catalog of 558 pulsars, ApJS, 1993, vol. 88, p. 529
- Tifft W. G., Letters to the Editor: Classical Cepheids in Galactic Clusters., ApJ, 1959, vol. 129, p. 241
- Tsvetkov T., Luminosities and Ages of Classical Cepheids, PEREMENNYE ZVEZDY. ASTR. SOBET V.21:5, NO.155, P.741, 1982, 1982, vol. 21, p. 741

- Tsvetkov T. G., On the Cepheid Period-Age Relation, Soviet Astronomy Letters, 1980, vol. 6, p. 400
- Tsvetkov T. G., Population I pulsating stars. II Period-age (-colour) relations, Ap&SS, 1986, vol. 127, p. 219
- Tsvetkov T. G., Population I pulsating stars. V Approximate period-age relations., Ap&SS, 1989, vol. 151, p. 39
- Turner D., Are the Cepheids in Cluster Nuclei a Rare Breed. In IAU Colloq. 82: Cepheids: Theory and Observation, 1985, p. 209
- Turner D. G., Association membership for the 20 day Cepheid RU Scuti, ApJ, 1980, vol. 240, p. 137
- Turner D. G., Comments on the Cluster Main Sequence Fitting Method Part Two a Reexamination of the Data for NGC6649 and the Cepheid V367-SCUTI, AJ, 1981, vol. 86, p. 231
- Turner D. G., On the possibility of cluster membership for the cepheid V Centauri, PASP, 1982, vol. 94, p. 1003
- Turner D. G., Galactic clusters with associated Cepheid variables. I NGC 6087 and S Normae, AJ, 1986, vol. 92, p. 111
- Turner D. G., Galactic clusters with associated Cepheid variables. III NGC 1647 and SZ Tauri, AJ, 1992, vol. 104, p. 1865
- Turner D. G., The Progenitors of Classical Cepheid Variables, JRASC, 1996, vol. 90, p. 82
- Turner D. G., Forbes D., English D., Leonard P. J. T., Scrimger J. N., Wehlau A. W., Phelps R. L., Berdnikov L. N., Pastukhova E. N., Galactic clusters with associated Cepheid variables - VII. Berkeley 58 and CG Cassiopeiae, MNRAS, 2008, vol. 388, p. 444
- Turner D. G., Forbes D., Pedreros M., Galactic clusters with associated Cepheid variables. II - NGC 129 and DL Cassiopeiae, AJ, 1992, vol. 104, p. 1132

- Turner D. G., Ibrahimov M. A., Mandushev G. I., Berdnikov L. N., Horsford A. J., A Search for the Parent Cluster of the Cepheid SU Cygni, JRASC, 1998, vol. 92, p. 145
- Turner D. G., Mandushev G. I., Forbes D., Galactic clusters with associated Cepheid variables. 4: C2128+488 (Anon. Platais) and V1726 Cygni, AJ, 1994, vol. 107, p. 1796
- Turner D. G., Pedreros M., A photometric investigation of cluster membership for the Cepheid BB Sagittarii, AJ, 1985, vol. 90, p. 1231
- Turner D. G., Pedreros M. H., Walker A. R., Galactic Clusters with Associated Cepheid Variables. VI. Anonymous van den Bergh (C0634+031) and CV Monocerotis, AJ, 1998, vol. 115, p. 1958
- Usenko I. A., Kovtyukh V. V., Klochkova V. G., Panchuk V. E., Spectroscopic investigations of classical Cepheids and main-sequence stars in galactic open clusters and associations. II. Open cluster Platais 1 (C2128+488) and small-amplitude Cepheid V1726 Cygni, A&A, 2001, vol. 376, p. 885
- van den Bergh S., A search for Cepheids in galactic clusters., ApJ, 1957, vol. 126, p. 323
- van den Bergh S., A Search for Longperiod Cepheids in Associations. In IAU Colloq. 82: Cepheids: Theory and Observation, 1985, p. 212
- van den Bergh S., Younger P. F., Turner D. G., A search for OB associations near longperiod Cepheids. III U Carinae, XZ Carinae, QY Centauri, VX Crucis, and AA Normae, ApJS, 1985, vol. 57, p. 743
- van der Veen W. E. C. J., Habing H. J., The IRAS two-colour diagram as a tool for studying late stages of stellar evolution, A&A, 1988, vol. 194, p. 125
- Walker A. R., CCD photometry of Galactic clusters containing Cepheid variables. I Lynga 6, MNRAS, 1985, vol. 213, p. 889
- Walker A. R., CCD photometry of galactic clusters containing Cepheid variables. V -Ruprecht 79, MNRAS, 1987, vol. 229, p. 31
- Walker A. R., Laney C. D., CCD photometry of galactic clusters containing Cepheid variables. IV - NGC 6649, MNRAS, 1987, vol. 224, p. 61

Weidemann V., Revision of the initial-to-final mass relation, A&A, 2000, vol. 363, p. 647

- Werner M. W., Beckwith S., Gatley I., Sellgren K., Berriman G., Whiting D. L., Simultaneous far-infrared, near-infrared, and radio observations of OH/IR stars, ApJ, 1980, vol. 239, p. 540
- Whitelock P., Feast M., Catchpole R., IRAS sources and the nature of the Galactic Bulge, MNRAS, 1991, vol. 248, p. 276
- Willems F. J., , University of Amsterdam, the Netherlands, (1987), 1987, Tese de Doutorado
- Zhang C. Y., On the distance to Galactic planetary nebulae, ApJ, 1993, vol. 410, p. 239
- Zhang C. Y., A statistical distance scale for Galactic planetary nebulae, ApJS, 1995, vol. 98, p. 659
- Zijlstra A. A., Acker A., Walsh J. R., Radial velocities of planetary nebulae towards the Galactic bulge, A&AS, 1997, vol. 125, p. 289
- Zuckerman B., Dyck H. M., Dust grains and gas in the circumstellar envelopes around luminous red giant stars, ApJ, 1986, vol. 311, p. 345

Referências Bibliográficas

Apêndice

Apêndice A

Resumo dos estudos acerca das associações entre Cefeidas e aglomerados abertos publicados na literatura.

- vdBergh 1 CV Mon: Turner et al. (1998) confirmam associação entre aglomerado e Cefeida, afirmando que os objetos compartilham não somente uma coincidência espacial mas também uma estreita similaridade em velocidade radial e idade. Arp (1960) também confirma associação entre vdBergh 1 e CV Mon.
- 2. NGC 6067 V340 Nor/QZ Nor: Coulson e Caldwell (1985) confirmam associação de V340 Nor, estando esta muito próxima do centro do aglomerado. Tais autores também sugerem a associação da Cefeida QZ Nor com NGC 6067, estando esta localizada na coroa do aglomerado. Mermilliod et al. (1987) consideram que há contradição entre a idade do aglomerado estimada e o período de pulsação de V340 Nor. Não havendo chance da Cefeida não estar associada ao aglomerado devido à sua proximidade ao centro deste e à coincidência em velocidades radiais calculadas, concluem que a idade do aglomerado deve estar mal estimada. Bono et al. (2005) estimam idade de NGC 6067 de 70 ± 10 Manos, equivalendo a log t ≈ 7,78 a 7,90. Tal idade parece ser melhor estimada, considerando as argumentações de Mermilliod et al. (1987). Há grande coincidência em distâncias e em velocidades radiais entre o algomerado e as Cefeidas.
- 3. IC 4725 U Sgr: Associação com grande quantidade de confirmação na literatura
 Doig (1925), Irwin (1955), Sandage (1960). Há grande concordância em distância,

velocidade radial e movimento próprio entre aglomerado e Cefeida.

- 4. NGC 6664 EV Sct/Y Sct: Schmidt (1982) realiza fotometria ubvy e Hβ para o aglomerado, estimando idade de log t ≈ 7,66. Catálogo de aglomerados abertos de Dambis (1999) apresenta idade para NGC 6664 de log t = 7,90. Baumgardt et al. (2000) também prorpõem associação da Cefeida Y Sct com o aglomerado.
- 5. Turner 9 SU Cyg: Turner et al. (1998) apresentam fotometria fotoelétrica UBVR de 14 estrelas do campo em torno da Cefeida SU Cyg, que parecem formar um "possível aglomerado". Kharchenko et al. (2005b) confirmam existência do aglomerado e dados levantados pelos autores para velocidade radial e movimento próprio são próximos dos encontrados para Cefeida SU Cyg no catálogo de Berdnikov et al. (2003). Esta seria mais uma confirmação da existência do aglomerado e de sua associação com a Cefeida.
- 6. NGC 129 DL Cas: Kraft (1958) confirma associação entre os objetos. Mermilliod et al. (1987) determinam velocidade radial do aglomerado a partir de curva de luz da Cefeida DL Cas. Arp et al. (1959) e Turner et al. (1992) realizam estudos fotométricos do aglomerado e confirmam associação deste com a Cefeida.
- 7. Lynga 6 TW Nor: Lyngå (1977) confirma existência do aglomerado e sua associação com Cefeida TW Nor, estando esta muito próxima do centro considerado para o aglomerado. Walker (1985) publica estudo fotométrico CCD em BVI das estrelas do campo de Lynga 6, confirmando associação com a Cefeida e estimando idade do aglomerado de log t = 8, 0. di Prospero (1976) estima idade de Lynga 6 de log $t \approx 7, 6$.
- 8. NGC 6087 S Nor: Fernie (1961) e Turner (1986) confirmam a associação entre os objetos. Sagar e Cannon (1997) realizam fotometria CCD em UBVRI para aglomerados, entre eles, NGC 6087. Baumgardt et al. (2000) também confirmam associação de S Nor com o aglomerado a partir de concordância entre movimento próprio destes objetos. Há várias estimativas para idade do aglomerado encontradas na literatura, com um valor médio destas de log $t \approx 7,79$.

- 9. Ruprecht 79 CS Vel: Moffat e Vogt (1975) realizam estudo fotométrico do aglomerado, derivando parâmetros e confirmando coincidência espacial entre este e a Cefeida CS Vel. Harris e van den Bergh (1976) também consideram a Cefeida como provável membro do aglomerado. Walker (1987) realiza fotometria CCD do aglomerado, estimando distância de $\approx 3,24kpc$. Há um intervalo muito grande em idades do aglomerado apresentadas na literatura, indo de log $t = 7,09 \ a \ 7,85$.
- NGC 6649 V367 Sct: Madore e van den Bergh (1975) e Barrell (1980) confirmam associação entre os objetos. A última autora também analisa o caráter de batimento da Cefeida V367 Sct, que pulsa nos modos fundamental e 1º harmônico. Turner (1981) e Walker e Laney (1987) também confirmam a associação.
- 11. Collinder 394 BB Sgr: Turner e Pedreros (1985) realizam fotometria fotoelétrica (UBV e VRI) do aglomerado e consideram provável a associação entre este e a Cefeida BB Sgr a partir da coincidência espacial e idade, estando a Cefeida localizada na coroa do aglomerado. Rastorguev et al. (1999) fornecem velocidade radial do aglomerado, tendo esta grande concordância com a da Cefeida.
- 12. Platais 1 V1726 Cyg: Turner et al. (1994) apresentam fotometria UBV e espectroscopia das estrelas do aglomerado e Cefeida V1726 Cyg associada a este. Usenko et al. (2001) fazem estudo de V1726 Cyg e duas estrelas membros de Platais 1 usando espectroscopia CCD de alta resolução.
- 13. NGC 7790 CE CasA/CE CasB/CF Cas: Sandage (1958) apresenta medidas fotoelétricas para CF Cas, considerada membro do aglomerado. Também considera probabilidade do sistema duplo de Cefeidas CE CasA e CE CasB como membros do aglomerado. Gupta et al. (2000) realizam fotometria CCD em BVI para estrelas de NGC 7790, estimando idade do aglomerado de log $t \approx 8,0 \ a 8,15$. Também confirmam as associações das Cefeidas com o aglomerado.
- 14. NGC 1647 SZ Tau: Turner (1992) apresenta fotometria fotoelétrica e espectroscopia das estrelas do aglomerado, estimando idade de $logt \approx 8, 28$. O autor confirma a associação entre os objetos, considerando que a Cefeida pulsa no 1⁰ harmônico. Kharchenko et al. (2005b) apresentam, em catálogo publicado, idade do aglomerado
de log t = 8, 13. Baumgardt et al. (2000) negam associação entre SZ Tau e NGC 1647 devido o fato de cinco membros do aglomerado (no catálogo *Hipparcos*) apresentarem movimentos próprios médios significantemente diferentes do movimento apresentado pela Cefeida.

- 15. NGC 5662 V Cen: Turner (1982) apresenta fotometria UBV das estrelas do aglomerado, estimando idade de log $t \approx 7,75~a~7,85$. Também considera provável a associação da Cefeida V Cen com o aglomerado. Sagar e Cannon (1997) apresentam fotometria CCD UBVRI para aglomerados, dentre os quais, NGC 5662. Estimam idade do aglomerado de log $t \approx 7,90$.
- 16. **Trumpler 35 RU Sct:** Turner (1980) apresenta fotometria UBV e tipos espectrais MK para estrelas do aglomerado e na vizinhança da Cefeida RU Sct. Estima idade do aglomerado de log $t \approx 7,30 \ a 7,48$ e conclui que a Cefeida deve ser membro da coroa do mesmo.
- 17. Berkeley 58 CG Cas: Turner et al. (2008) apresentam fotometria fotoelétrica, fotográfica e CCD, observações espectroscópicas, e contagens de estrelas para o aglomerado. Consideram a Cefeida como provável membro da coroa do aglomerado de acordo com dados de velocidade radial dos objetos.

Apêndice B_____

Diagramas cor-magnitude V vs. [B-V] dos aglomerados abertos com Cefeidas associadas.







181



Para cada diagrama cor-magnitude, as linhas e pontos representam as seguintes quantidades: pontos azuis - estrelas do aglomerado; linha vermelha - Seqüência Principal de Idade Zero (ZAMS); linha verde - isócrona relativa à menor idade; linha azul - isócrona relativa à maior idade.

Comentários:

- Para o aglomerado Turner 9, existem poucos pontos no CMD para um ajuste de isócronas confiável. Foi usado, dessa forma, valor da idade catalogada do aglomerado.
- Para o aglomerado Ruprecht 79, ZAMS relativa à distância de 3200 pc gerou melhor ajuste de isócronas. Esta é aproximadamente a distância da Cefeida CS Vel associada ao aglomerado.

- Para o aglomerado NGC 6649, ZAMS relativa à distância de 2000 pc gerou melhor ajuste de isócronas. Esta é aproximadamente a distância da Cefeida V367 Sct associada ao aglomerado.
- Para o aglomerado Platais 1, o CMD obtido não fornece bom ajuste de isócronas.
 Não há dados de gigantes vermelhas no aglomerado. Foi usada a idade catalogada deste objeto.
- Para o aglomerado NGC 1647, CMD não mostra estrelas no ramo das gigantes. Foi usada a idade catalogada do aglomerado.
- Para o aglomerado Trumpler 35, as isócronas foram melhor ajustadas com uma ZAMS relativa à distância de 1800 pc. Esta é aproximadamente a distância da Cefeida RU Sct associada ao aglomerado.
- Para o aglomerado Berkeley 58, ZAMS correspondendo à distância de 3000 pc forneceu melhor ajuste de isócronas. Esta distância é próxima do valor encontrado por Turner et al. (2008) para o aglomerado, e mais próxima do valor da distância da Cefeida CG Cas associada, de 2597 pc.

A seguir são mostrados os diagramas cor-magnitude para os aglomerados da série ASCC, obtidos a partir de ferramenta para plot de isócronas fornecida pelo WEBDA¹. As legendas mostram o nome e a idade catalogada de cada aglomerado.



¹ http://www.univie.ac.at/webda/





Livros Grátis

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

Milhares de Livros para Download:

Baixar livros de Administração Baixar livros de Agronomia Baixar livros de Arquitetura Baixar livros de Artes Baixar livros de Astronomia Baixar livros de Biologia Geral Baixar livros de Ciência da Computação Baixar livros de Ciência da Informação Baixar livros de Ciência Política Baixar livros de Ciências da Saúde Baixar livros de Comunicação Baixar livros do Conselho Nacional de Educação - CNE Baixar livros de Defesa civil Baixar livros de Direito Baixar livros de Direitos humanos Baixar livros de Economia Baixar livros de Economia Doméstica Baixar livros de Educação Baixar livros de Educação - Trânsito Baixar livros de Educação Física Baixar livros de Engenharia Aeroespacial Baixar livros de Farmácia Baixar livros de Filosofia Baixar livros de Física Baixar livros de Geociências Baixar livros de Geografia Baixar livros de História Baixar livros de Línguas

Baixar livros de Literatura Baixar livros de Literatura de Cordel Baixar livros de Literatura Infantil Baixar livros de Matemática Baixar livros de Medicina Baixar livros de Medicina Veterinária Baixar livros de Meio Ambiente Baixar livros de Meteorologia Baixar Monografias e TCC Baixar livros Multidisciplinar Baixar livros de Música Baixar livros de Psicologia Baixar livros de Química Baixar livros de Saúde Coletiva Baixar livros de Servico Social Baixar livros de Sociologia Baixar livros de Teologia Baixar livros de Trabalho Baixar livros de Turismo