



INPE-0000-TDI/000

MODELO DA GALÁXIA UTILIZANDO CONTAGENS DE ESTRELAS NO INFRAVERMELHO

Priscilla Firmino Polido

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada por
Dr. Francisco José Jablonski e Dr. Jacques R. Daniel Lépine

INPE
São José dos Campos
2008

00.000.00(000.0)

POLIDO, P.F.

Modelo da Galáxia utilizando contagens de estrelas
no infravermelho / P.F. Polido. – São José dos Campos:
INPE, 2008.

[94](#)p. – (INPE-0000-TDI/000).

1. Galáxia. 2. Estrutura Espiral. 3. Contagens de
estrelas. 4. Infravermelho. 5. Via Láctea.

Aprovada pela Banca Examinadora
em cumprimento a requisito exigido
para a obtenção do Título de **Mestre**
em **Astrofísica**.

Dra. Cláudia Vilega Rodrigues

Presidente
INPE, SJCampos (SP)

Dr. Francisco José Jablonski

Orientador
INPE, SJCampos (SP)

Dr. Jacques R. Daniel Lépine

Orientador
IAG/USP, SPaulo (SP)

Dr. Wilton S. Dias

Membro da Banca – convidado –
UNIFEI, Itajubá (MG)

Candidata: Priscilla Firmino Polido

São José dos Campos, 29 de fevereiro de 2008.

“We shall not cease from exploration
And the end of all our exploring
Will be to arrive where we started
And know the place for the first time.”

T.S. ELLIOT
em “*Four Quartets*”

Dedico este trabalho aos meus avós Helena e Moisés.

AGRADECIMENTOS

Agradeço aos meus pais Maria Leonor e José Alberto que, embora distantes, sempre me fizeram sentir que estariam ali caso eu precisasse.

Agradeço aos meus orientadores Francisco Jablonski e Jacques Lépine pelas idéias, correções, tempo e incentivo.

Agradeço ao meu namorado Rafael, sempre presente com seus conselhos, bom senso, apoio e paciência.

Agradeço aos amigos de longa data Mariana e Rafael Calsaverini que, apesar dos seus afazeres, estiveram disponíveis para me ouvir e dizer com sinceridade o que pensavam.

Agradeço aos amigos do INPE, em especial a Cris, Julio, Eder, Eduardo, Kenny, Karleyne, Armando.

Agradeço ao meu ex-orientador de iniciação científica Wilton Dias, com quem comecei a aprender a ser astrônoma.

Agradeço aos professores, secretárias, técnicos e demais funcionários da Divisão de Astrofísica.

Agradeço às pessoas que, nesses dois anos de mestrado, me deram exemplos de como ser uma pessoa melhor e agradeço também àquelas que se tornaram exemplos de pessoas com as quais eu não quero me assemelhar.

Agradeço à agência CAPES pelos recursos financeiros.

RESUMO

A maioria dos primeiros modelos quantitativos para a estrutura da Galáxia utilizou o método de contagens de estrelas para explorar os parâmetros mais importantes da estrutura galáctica como um todo. Alguns dos mais importantes modelos devem-se a Bahcall & Soneira (1980), ao grupo de Besançon (Robin & Crené, 1986), Wainscoat et al.(1992), Ortiz & Lépine (1993), entre outros. Os dados utilizados sofriam, no entanto, de incompletezas tanto em cobertura fotométrica quanto em cobertura espacial. Mesmo o levantamento IRAS, realizado nos anos 1980, cobrindo todo o céu em comprimentos de onda entre 12 e 100 μm , sofria de problemas de incompleteza para fontes fracas devido à sensibilidade moderada e baixa resolução espacial.

O advento dos detectores de grande área no infravermelho próximo, nos anos 1990, levou à realização de levantamentos em grande escala como o 2MASS e o DENIS. Esses levantamentos preencheram a faixa entre magnitudes 4 a 14 nas bandas J, H, K_S e I com cobertura espacial completa e com boa qualidade fotométrica. O levantamento GLIMPSE realizado pelo telescópio Spitzer entre 3.8 e 8 μm explorou a região do plano galáctico com resolução espacial da ordem de segundo de arco. Tais levantamentos foram consolidados em bancos de dados de acesso público que podem ser interrogados de modo simples, produzindo respostas em formatos adequados para a comparação com modelos de estrutura galáctica.

Tomando como ponto de partida o modelo de contagens de estrelas de Ortiz & Lépine (1993), elaborado na era pré levantamento 2MASS, realizamos comparações entre as previsões e as medidas modernas, que são sumarizadas neste trabalho.

Nós descrevemos a sistemática de produção das grades de amostras no céu, a construção dos histogramas de contagens de fontes nas bandas J, H e K_S , as premissas do modelo, seu funcionamento e as maiores prioridades, em termos de melhorias ao modelo. Sumarizamos igualmente o roteiro a ser utilizado para uma exploração do espaço de parâmetros relevantes com um algoritmo de amostragem adequado para grandes massas de dados e grande número de parâmetros.

GALAXY MODEL BY USING INFRARED STAR COUNTS

ABSTRACT

The majority of first quantitative models for the structure of Galaxy used the star counts method to explore the most important galactic structure parameters as a whole. Some of the most important models owe to Bahcall & Soneira (1980), the Besançon group (Robin & Crezé (1986)), Wainscoat et al. (1992), Ortiz & Lépine (1993), among others. The datum used suffered, however, photometric coverage completeness and spatial coverage completeness. Same the IRAS survey, realized in 1980's scanning entire sky in wavelenghts between 12 and 100 μm , suffer of weak sources completeness problems due to moderate sensitivity and low spatial resolution.

The beginning of large area detectors in near infrared, in 1990's, carried to realization of large scale surveys like 2MASS and DENIS. These surveys filled magnitude zones between 4 and 14 on J, H, K_s and I bands with complete spatial coverage and adequate photometric quality. The GLIMPSE survey realized by Spitzer telescope between 3.8 and 8 μm explored galactic plane region with arcsecond order spatial resolution. These surveys were consolidated in public access databases which can be asked by simple way, producing adequate format answers to compare with galactic structure models.

Taking as point of beginning the [Ortiz e Lépine \(1993\)](#)'s star counts model, elaborated on pre epoch of 2MASS, we realized comparations between previsions and modern measures that are summarized in this work.

We described the systematics of samples grades production in the sky, the source counts histograms constructions in bands J, H and K_s , the model premisses, its functioning and bigger priorities in term of advance to the model. We summarized alike the route to be used for an exploration of outstanding parameters with an adequate sample algorithm for large data numbers and large parameter numbers.

SUMÁRIO

Pág.

LISTA DE FIGURAS

LISTA DE TABELAS

LISTA DE SIGLAS E ABREVIATURAS

LISTA DE SÍMBOLOS

CAPÍTULO 1 - Introdução	25
1.1 - Introdução histórica	25
1.2 - Modelos da Galáxia mais atuais	28
1.2.1 - Modelo de Bahcall Soneira	30
1.2.2 - Modelo de Besançon	33
1.2.3 - Modelo Wainscoat	33
1.2.4 - Modelo Ortiz & Lépine	37
1.2.5 - Modelo Ortiz & Lépine (<i>versão online</i>)	43
1.2.6 - Resumo dos Modelos da Galáxia	43
CAPÍTULO 2 - A base de dados utilizada	45
2.1 - Dados e catálogos	45
2.2 - Catálogo 2MASS	46
2.3 - Grade utilizada para busca no levantamento 2MASS	49
CAPÍTULO 3 - Metodologia	51
3.1 - Programa PINGAS	51
3.2 - Modificação do Programa PINGAS	51
3.3 - Objetos	55
3.4 - Utilização de catálogos	60
3.5 - Descarte de fontes	61
3.6 - Comparações	62
3.7 - Resultados	64
CAPÍTULO 4 - Resultados e Análise	65

4.1 - Parâmetros	65
4.2 - Histogramas	66
4.3 - Mapas de cor	66
4.4 - Pólos Galácticos	67
4.5 - Plano Galáctico	68
4.6 - Longitude $l = 0$	70
CAPÍTULO 5 - Considerações Finais	85
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	89

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
1.1 Componentes da Via Láctea	27
1.2 Sistema de coordenadas galactocêntrico cilíndrico.	29
1.3 Comparações entre leis de densidade	34
1.4 Estrutura espiral	40
1.5 Extinção Interestelar	42
2.1 Comparação de levantamentos	46
2.2 Comparação de levantamentos 2	47
3.1 Variação do parâmetro escala de comprimento radial α_r	53
3.2 Variação do parâmetro a de Hernquist	53
3.3 Variação do parâmetro B/D	54
3.4 Variação do parâmetro do esferóide oblato	54
3.5 Comparação entre modelo Ortiz & Lépine e levantamento 2MASS	63
3.6 Disposição de histogramas com comparações de contagens entre modelo e observações	64
4.1 Mosaico de histogramas na banda J	72
4.2 Mosaico de histogramas na banda H	73
4.3 Mosaico de histogramas na banda K	74
4.4 Mapa na banda J do χ^2 reduzido para a Galáxia	75

4.5	Mapa na banda H do χ^2 reduzido para a Galáxia	76
4.6	Mapa na banda K do χ^2 reduzido para a Galáxia	77
4.7	Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no pólo norte galáctico para banda J	78
4.8	Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no pólo norte galáctico para banda H	78
4.9	Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no pólo norte galáctico para banda K	79
4.10	Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no pólo sul galáctico para banda J	79
4.11	Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no pólo sul galáctico para banda H	80
4.12	Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no pólo sul galáctico para banda K	80
4.13	Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no plano galáctico para banda J	81
4.14	Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no plano galáctico para banda H	81
4.15	Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no plano galáctico para banda K	82
4.16	Variação das contagens de fontes com a latitude para a banda J	82
4.17	Variação das contagens de fontes com a latitude para a banda H	83
4.18	Variação das contagens de fontes com a latitude para a banda K	83

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
1.1 Valores de escalas de altura e comprimento para os discos	39
1.2 Resumo dos Modelos da Galáxia	44
2.1 Limites de magnitude em cada banda do 2MASS	48
3.1 Limites da faixa de parâmetros	52
3.2 Tabela de Objetos	56
4.1 Limites da faixa de parâmetros	65
4.2 Direções tangenciais aos braços espirais	69

LISTA DE SIGLAS E ABREVIATURAS

AGB	– Assymptotic Giant Branch
CG	– Centro Galáctico
CTIO	– Cerro Tololo Inter-American Observatory
DENIS	– Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky
GLIMPSE	– Galactic Legacy Infrared Midplane Survey Extraordinaire
ICRS	– International Celestial Reference System
IRAF	– Image Reduction and Analysis Facility
IRAS	– Infrared Astronomical Satellite
PINGAS	– Program for INfrared GAlactic Starcounts
PSF	– Point Spread Function
SNR	– Razão sinal ruído
2MASS	– Two Micron All Sky Survey
T Tau	– T Tauri
PINGAS	– Program for Infrared Galactic Starcounts

LISTA DE SÍMBOLOS

A_v	– extinção interestelar no visível
a_H	– a de Hernquist
α_r	– escala de comprimento radial do disco velho
B/D	– razão de densidade de objetos entre o bojo e o disco da Galáxia
b	– latitude galáctica
β	– β de Kormendy
blend_flg	– índice de mistura
cc_flg	– índice de contaminação e confusão
CO	– Monóxido de Carbono
δ	– declinação
φ	– função luminosidade
gal_contam	– índice de contaminação galáctica
H	– elemento químico hidrogênio
Jy	– Jansky
l	– longitude galáctica
M_p	– magnitude absoluta
m	– magnitude aparente
N	– número de contagens de objetos
N_{HI}	– densidade de coluna do Hidrogênio atômico
N_{H_2}	– densidade de coluna do Hidrogênio molecular
n_d	– densidade de objetos no disco
n_{sph}	– densidade de objetos no esferóide
pc	– parsec
ph_qual	– índice de qualidade fotométrica
obl	– parâmetro de esferóide oblato
R_0	– distância do Sol ao centro galáctico
rcounts	– número de objetos obtido a partir do levantamento 2MASS
rd_flg	– índice de leitura
ρ	– densidade de objetos
tcounts	– número de objetos previsto pelo modelo
χ^2_{red}	– χ^2 reduzido
z	– distância ao plano galáctico

CAPÍTULO 1

Introdução

1.1 Introdução histórica

Via Láctea é apenas uma das denominações tradicionais dadas à faixa constituída por grande adensamento de estrelas que podemos ver no céu. Mesmo o termo de origem grega “galáxia”, hoje usado amplamente na astronomia, refere-se àquela faixa de aparência leitosa e se deriva da palavra grega “gala”, que significa leite. Galileu, em 1610, deixou registrada a descrição:

“A galáxia é, de fato, apenas uma reunião de inúmeras estrelas agrupadas. Para qualquer lado que se dirija o telescópio, apresenta-se imediatamente à visão uma multidão de estrelas. Muitas dessas são bastante grandes e brilhantes, enquanto que o número das menores está além de qualquer cálculo.”

Um dos métodos utilizados para se estudar a estrutura da Galáxia é a contagem de estrelas. Na faixa visível não podemos enxergar até grandes distâncias devido à extinção interestelar. Radiação eletromagnética em comprimentos de onda maiores, como o infravermelho, nos permite penetrar “mais fundo” no espaço, aumentando o número de objetos cuja localização conhecemos e identificando distribuições gasosas no meio interestelar ([Allen, 1975](#)). É a partir dessas medidas que tentamos inferir sobre a estrutura galáctica.

Apesar dos grandes avanços no século XX, ainda sabemos pouco sobre a nossa galáxia. Os modelos mais bem sucedidos (por exemplo, [Bahcall e Soneira \(1980\)](#), [Robin e Creze \(1986\)](#), [Wainscoat *et al.* \(1992\)](#), [Ortiz e Lépine \(1993\)](#)) requerem um certo número de componentes (disco(s), bojo, halo, braços espirais, anel molecular, etc) que são, de certa forma, arbitrárias e dependem de elementos de difícil modelagem, como é o caso da extinção interestelar.

No final do século XVIII, Herschell tentou determinar o tamanho e formato da Via Láctea por meio de contagens de estrelas. Basicamente, o método consistia em contar o número de estrelas que se podia observar até limites sucessivos de brilho aparente em aproximadamente 700 regiões diferentes do céu. Supunha-se que todas as estrelas apresentavam o mesmo brilho absoluto e que sua distribuição no espaço era uniforme, sendo que o brilho aparente de cada objeto caía com o inverso do

quadrado da sua distância e que a observação até os confins do sistema era possível, estando o Sol posicionado próximo ao centro galáctico.

Herschell chegou a descrever a existência de “buracos no céu”, isto é, regiões do céu onde não se podia notar a presença de estrelas. A explicação mais plausível seria a existência de material interestelar na linha de visada que bloqueava a luz proveniente daquela direção. Tentou-se, por algum tempo, apresentar evidências que comprovassem a teoria, mas sem sucesso. Posteriormente descobriu-se que o material obscurocedor da luz das estrelas encontra-se na forma de pequenos corpos sólidos, grãos de poeira cuja composição química é de silicatos ou compostos contendo carbono. Esse obscurecimento provém da combinação da absorção e espalhamento, recebendo a denominação de extinção.

No começo do século XX, H. von Seeliger, J.C. Kapteyn e P.J. van Rhijn elaboraram um plano para estudar 200 áreas cuidadosamente distribuídas no céu. Além disso, organizaram uma cooperação internacional de astrônomos para estimar distâncias médias para estrelas com vários níveis de brilho aparente e inferir a distribuição dessas estrelas no espaço. Assim como Herschell, desconsideraram absorções pelo material interestelar. Como resultado, obtiveram um sistema esferoidal achatado com tamanho modesto, sendo cinco vezes maior na direção do plano galáctico do que na direção perpendicular a este e a densidade estelar diminuía uniformemente com a distância ao centro, atingindo metade de seu valor central a cerca de 800 parsecs (pc) no plano e 150 pc na direção do pólo.

O método de contagens de estrelas passou a apresentar resultados razoáveis só com [Trumpler \(1930\)](#), que provou de modo irrefutável a existência da absorção interestelar. Esta veio de um estudo de aglomerados galácticos ou abertos, encontrados no plano da Via Láctea, para os quais foram obtidos os tipos espetrais e realizadas medidas de brilho e cor dos membros individuais. Foi feita uma comparação entre diagramas de brilho aparente versus tipo espectral das estrelas do aglomerado com o diagrama Hertzsprung-Russel (brilho intrínseco versus tipo espectral) para estrelas próximas e, assim, pôde-se estimar distâncias dos aglomerados sem considerar a extinção interestelar. Por outro lado, mediram-se os diâmetros angulares dos aglomerados. Considerando a hipótese de que todos os aglomerados possuem mesmo diâmetro linear, seus diâmetros angulares nos forneceriam suas distâncias. Notou-se que os tamanhos angulares dos conjuntos de objetos mais fracos eram muito maiores que os previstos utilizando a hipótese dos tamanhos lineares iguais. Já quando se

utilizou a absorção interestelar com aproximadamente 0,7 magnitudes por kpc em todas as direções no plano galáctico, os resultados mostraram-se mais consistentes. Mostrou-se também que as cores das estrelas de dado tipo espectral se avermelhavam com o aumento da distância.

Baade (1944) sugeriu a classificação de estrelas de uma galáxia em duas populações. A população I foi associada aos objetos jovens e ricos em metais, fortemente concentrados no disco, predominando nos braços espirais as estrelas de tipos espetrais O e B, mais luminosas. Variáveis Cefeidas, regiões de Hidrogênio ionizado e aglomerados semelhantes aos galácticos também foram incluídos nessa categoria. Já a população II seria caracterizada por estrelas velhas, pobres em metais e esfericamente distribuídas em torno do centro galáctico, compondo o núcleo, bojo e halo da Galáxia, conforme esquematizado na Figura 1.1.



FIGURA 1.1 - Representação da estrutura da Galáxia onde podemos visualizar as suas componentes e alguns objetos que as constituem.

FONTE: <http://www.astro.iag.usp.br/~jatenco/aga215/cap15/cap15.htm>

O núcleo possui raio da ordem de dezenas de parsecs (pc). Em comprimentos de onda da região óptica do espectro eletromagnético não pode ser visto, uma vez que a poeira que o circunda absorve e espalha a luz. Pode ser visualizado no infravermelho próximo e distante, sendo a emissão proveniente de grãos aquecidos por estrelas muito massivas. (Becklin; Neugebauer, 1969)

O bojo é bastante luminoso, principalmente no vermelho e infravermelho próximo. Possui formato de pêra, sendo avantajado em um dos lados, e sua metalicidade é semelhante à do disco. Suas principais fontes de radiação são as estrelas supergigantes

vermelhas.

O halo possui raio de aproximadamente 30 kpc e exibe baixa metalicidade, dele fazendo parte os aglomerados globulares. As principais estrelas que o compõe são sub-anãs e variáveis do tipo RR Lyrae.

A seguir, fazemos a revisão dos modelos mais atuais para a estrutura da Galáxia, dando ênfase às suas componentes. No Capítulo 2, apresentamos as principais características do levantamento utilizado nas comparações com os resultados deste trabalho. Nos capítulos 3 e 4, expomos os resultados e explicamos a metodologia empregada durante a obtenção dos mesmos. As considerações finais são tecidas no Capítulo 5.

1.2 Modelos da Galáxia mais atuais

Pode-se reproduzir o número de estrelas com dada magnitude aparente em determinado ângulo sólido que apresentam propriedades similares através da Galáxia variando os parâmetros dos quais a função luminosidade φ e a densidade de objetos ρ dependem a partir da equação de estatística estelar 1.1 (Binney; Merrifield, 1998) e conhecendo a distribuição de propriedades intrínsecas de estrelas na vizinhança solar (Dolan, 1974). Essa equação é dada por:

$$A_i(m_1, m_2, l, b)d\Omega = \int_{m_1}^{m_2} dm' \int_0^{\infty} R^2 dR \rho_i(\mathbf{r}, M) \varphi_i(M) d\Omega \quad (1.1)$$

onde A_i é a densidade numérica superficial de estrelas com magnitude aparente entre m_1 e m_2 em um ângulo sólido $d\Omega$ na direção fornecida pela longitude galáctica l e pela latitude galáctica b para cada componente estelar i , \mathbf{r} é a distância heliocêntrica, ρ_i é a densidade de objetos e φ_i é a função de luminosidade, sendo que estes variam de acordo com a componente estelar considerada.

É natural que os principais modelos de galáxia consistam de componentes distintas relacionadas com características físicas e geométricas de diferentes populações. O número de componentes varia conforme o foco do trabalho. Como poderemos ver um pouco adiante, pelo menos o disco e o esferóide sempre estão presentes.

Em trabalhos envolvendo a estrutura da Galáxia, é conveniente usar o sistema galactocêntrico cilíndrico. Um ponto da Galáxia indicado pelo vetor \mathbf{x} , observado no

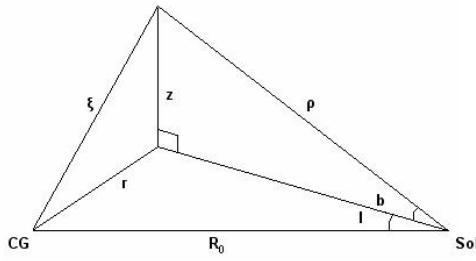


FIGURA 1.2 - Sistema de coordenadas galactocêntrico cilíndrico.

sistema de coordenadas galácticas tem sua posição determinada por ρ , l e b . Este pode ser transformado no sistema galactocêntrico cilíndrico, como podemos ver na figura 1.2, pelas relações:

$$z = \rho \sin(b) \quad (1.2)$$

$$r = \left[R_0^2 + (\rho \cos(b))^2 - 2R_0\rho \cos(l) \cos(b) \right]^{1/2} \quad (1.3)$$

No caso do esferóide, segue-se que:

$$\zeta = \left[\left(\frac{z}{\chi} \right)^2 + r^2 \right]^{1/2} \quad (1.4)$$

onde χ é a razão axial de um esferóide oblato.

A função de luminosidade do disco é caracterizada por uma queda exponencial conforme se aumenta o raio:

$$I(r) \propto e^{-r/r_o} e^{-z/\beta_i} \quad (1.5)$$

onde r_o é o raio característico da população do disco da galáxia, também chamado de escala de comprimento radial. A densidade de estrelas também cai exponencialmente com o aumento da distância z ao plano(([Jones et al., 1981](#)),([Wainscoat et al., 1992](#)),([Ortiz; Lépine, 1993](#))). Associa-se a expressão “escala de altura” ao termo β_i ,

na direção perpendicular ao plano galáctico, para estrelas de tipo espectral i e essa medida está bastante relacionada à idade dos objetos, fato já notado por [Lindblad \(1926\)](#). As nuvens moleculares, locais onde ocorre a formação estelar, bem como onde se localizam as estrelas recém-formadas, concentram-se no plano galáctico. Objetos mais massivos, de classe espectral O ou B, têm vida curta na sequência principal devido ao rápido consumo do combustível no ciclo próton-próton. Uma vez que seu tempo de vida é curto, estes não possuem, geralmente, movimento próprio suficiente para afastá-los do seu local de nascimento, ficando confinados a alturas de 50 pc com relação ao plano. Objetos de massa intermediária gastam mais tempo na sequência principal e seu tempo de vida é suficiente para que o movimento próprio termalize sua distribuição vertical, produzindo escalas de alturas maiores quanto mais tardio for o tipo espectral.

A função de densidade do esferóide, composto por bojo e halo, costuma seguir a lei $\propto r^{1/4}$ de Vaucouleurs([\(Garwood; Jones, 1987\)](#),[\(Bahcall; Soneira, 1980\)](#)):

$$n_{sph}(r) \propto e^{-7,67(r/r_e)^{1/4}} \quad (1.6)$$

em que r_e é o raio da isofota contendo metade da luminosidade total. É importante salientar que a distribuição de brilho do esferóide não representa a distribuição de densidade de suas estrelas, mas sim a densidade integrada ao longo da linha de visada.

A seguir, veremos as particularidades de alguns dos modelos atuais de estrutura da Galáxia.

1.2.1 Modelo de Bahcall Soneira

[Bahcall e Soneira \(1980\)](#) consideraram objetos com magnitude aparente m_V entre 5 e 22, existindo nesse modelo duas componentes: o disco e um esferóide. As simplificações consideradas foram que as características das duas componentes são independentes da posição em longitude na galáxia e simétricas com relação ao plano, isto é, ocorre simetria axial. É importante ressaltar que tal modelo não leva em conta os braços espirais e que os autores se concentraram, nesse trabalho, no estudo das bandas B e V, que estão na parte visível do espectro eletromagnético.

A separação entre estrelas do esferóide e do disco pode ser feita mediante histogra-

mas da freqüência de cor para estrelas em dadas magnitudes e direções. Na direção dos pólos galácticos, por exemplo, em $m_V=16$ mag a distribuição de estrelas é dominada por estrelas azuis do disco com índice de cor $(B - V) \approx 0,75$, enquanto que em $m_V=28$ mag a distribuição é dominada por estrelas vermelhas do esferóide com $(B - V) \approx 1,5$. Pode-se notar o aparecimento de dois picos quando $m_V=21$, um localizado em torno de $(B - V) = 0,5$ constituído por objetos azuis do esferóide e outro em torno de $(B - V) = 1,5$ contendo objetos vermelhos do disco. No intervalo $18 \lesssim m_V \lesssim 24$, os objetos se agrupam em dois picos que podem ser usados para separar os constituintes das componentes; em $m_V = 21$, quase todas as estrelas com $(B - V) \geq 1,2$ pertencem ao disco e quase todas com $(B - V) \leq 1,2$ pertencem ao esferóide. Outro método empregado por [Schmidt \(1975\)](#) foi utilizando medidas de movimentos próprios e velocidades tangenciais, em que se isolavam objetos com movimento próprio $\gtrsim 1.^{\circ}3$ por ano. Dentre esses, os objetos com velocidade tangencial 250 km/s pertenceriam, praticamente todos, ao esferóide.

Vejamos de forma mais detalhada cada componente citada:

- Disco: constituído por populações estelares de tipo I extremo até tipo II. Uma vez que a densidade de cada tipo de estrela apresenta queda exponencial conforme aumenta o raio do disco, as soluções das equações de Poisson e Boltzmann são auto-consistentes. Sua função de luminosidade é dada na equação 1.7, de acordo com [Wielen \(1974\)](#), para $M_V < 12,5$ e é aproximadamente constante para $M_V > 12,5$. Tanto as funções de luminosidade como as escalas de altura foram tomadas a partir de observações da vizinhança solar. Para $M_V \lesssim 2$, consideraram a escala de altura como sendo 90 pc; para $M_V \gtrsim 6$, consideraram a escala de altura como sendo 325 pc; para valores intermediários de M_V , os valores de escala de altura foram linearmente interpolados entre 90 pc e 325 pc.

$$\varphi(M) = \frac{n^* 10^{\beta(M-M^*)}}{[1 + 10^{-(\alpha-\beta)\delta(M-M^*)}]^{1/\delta}} \quad (1.7)$$

A densidade estelar no disco segue a forma

$$n_d \propto e^{-\frac{z}{\beta(M)}} - \frac{r-r_0}{h} \quad (1.8)$$

sabendo que r_0 é a distância do Sol ao centro galáctico e h é a escala de

comprimento;

- Esferóide: Sua função de luminosidade possui mesmo formato que a do disco para $M_V > 4,5$ e mesmo formato que a do aglomerado globular 47 Tuc para $M_V < 4,5$. Há junção suave em $M_V \sim 4,5$, enquanto que em $M_V \sim 0,8$ aparece o pico do ramo horizontal, que se assume contribuir uniformemente ao intervalo de cor $0,6 < (B-V) < 0,9$. Seus constituintes são população estelar de tipo II.

Para a densidade espacial estelar é considerada a expansão assintótica para $(r/r_e) \gtrsim 0,2$ de acordo com a Equ. 1.9 (Young, 1976), em que C é uma constante de normalização. Tal expansão provém da distribuição de estrelas de galáxias espirais, semelhante a de galáxias elípticas. O brilho da superfície projetada é dada pela Equ. 1.10, em que r é o raio a partir do centro e r_e é o raio que engloba metade da luminosidade total (Kormendy, 1977).

$$n_{sph} = C \frac{e^{-7,67(r/r_e)^{1/4}}}{(r/r_e)^{7/8}} \quad (1.9)$$

$$\log_{10} \frac{I(r)}{I(r_e)} = -3,3307 \left[\left(\frac{r}{r_e} \right)^{1/4} - 1 \right] \quad (1.10)$$

Assume-se que as estrelas dessa componente sejam similares às estrelas de aglomerados globulares. A determinação da sua densidade é feita pelo método das contagens, que apresenta a vantagem de independe de hipóteses cinemáticas. Adotou-se como corte $M_V = -3$ mag, uma vez que naquela época não se havia encontrado estrelas mais brilhantes que isso em aglomerados globulares.

No esferóide, admite-se que a escala de comprimento segue a lei de densidade de de Vaucouleurs (1959) ou de de Vaucouleurs e Buta (1978).

Na época em que este modelo foi concebido, já se sabia que a curva de rotação galáctica mostra-se plana ou aumentando ligeiramente para distâncias galactocéntricas da ordem de 30 kpc. Argumentava-se que isto requereria a existência de uma componente halo massiva, composta por estrelas intrinsecamente fracas e vermelhas. Como simplificação, admitiu-se que todas as estrelas pertencentes ao halo possuem brilho com limite inferior correspondente a objetos com $M_0 = 14$.

1.2.2 Modelo de Besançon

Sabendo a distribuição espacial de material absorvedor escalonada para uma densidade média de poeira interestelar difusa perto do Sol, podemos obter a extinção. Assim, [Robin e Creze \(1986\)](#) obtiveram a distribuição de estrelas em magnitude absoluta e tipo espectral a partir de modelização da evolução galáctica e de evolução estelar. É importante salientar que esse modelo não leva em conta os braços espirais.

Para as estrelas da componente disco foi utilizada a função de luminosidade Wielen e a lei de densidade de [Einasto \(1979\)](#), dada na Eq. 1.11, onde a é o semi-eixo maior da elipse de equidensidade, a_0 é o raio médio harmônico da população, $\rho(0)$ é a densidade central, x e N são parâmetros estruturais e k é uma constante de normalização adimensional. As idades dos objetos constituintes variam de zero a 10^{10} anos, enquanto a escala de altura dependendo do tipo espectral vai de 125 a 475 pc.

$$\rho(a) = \rho(0)e^{x-[x^{2N}+a^2(ka_0)^{-2}]^{1/2N}} \quad (1.11)$$

A função de luminosidade do esferóide foi considerada muito semelhante à função de luminosidade de aglomerados globulares, incluindo o traço característico de aglomerados globulares, que é a queda na luminosidade no intervalo de magnitudes de 2 e 4,5 ([Da Costa, 1982](#)). A lei de densidade melhor ajustada às observações foi a lei de potência com $n=3,1$. Na figura 1.3 pode-se ver uma comparação na direção do pólo galáctico entre a lei de Vaucouleurs, lei de Einasto, lei de potência e ajuste exponencial. Os objetos presentes nessa componente apresentam idades superiores a $1,3 \times 10^{10}$ anos.

Ainda que existisse uma controvérsia sobre a existência de uma população intermediária ([\(Bahcall; Soneira, 1984\), \(Gilmore; Reid, 1983\)](#)), [Robin e Creze \(1986\)](#) decidiram inclui-la em seu modelo. A lei de densidade da população intermediária é exponencial e as idades das estrelas estão entre $1,1 \times 10^{10}$ e $1,3 \times 10^{10}$ anos. As escalas de altura variam entre 1180 e 2210 pc.

1.2.3 Modelo Wainscoat

[Wainscoat *et al.* \(1992\)](#) usam as seguintes componentes: disco, halo, bojo, braços espirais e anel molecular. As diferenças entre esse modelo e o de [Bahcall e Soneira](#)

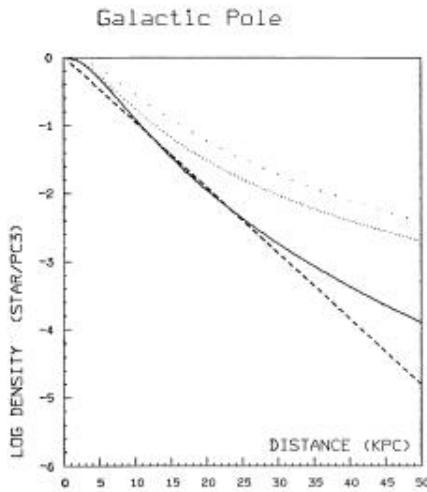


FIGURA 1.3 - Encontram-se comparadas no gráfico, na direção do pólo galáctico, as leis de densidade de Vaucouleurs (pontos espaçados), lei de potência com $n=3,1$ (linha pontilhada), lei de Einasto (linha cheia) e exponencial (linha tracejada).
 FONTE: [Robin e Creze \(1986\)](#)

(1980) são as três últimas componentes. Comparou-se os resultados com o catálogo IRAS¹ (Infrared Astronomical Satellite), nos comprimentos de onda de 12, 25, 60 e 100 μm .

Os índices [12] - [25] mostram que existe grande concentração de fontes mais vermelhas no plano galáctico.

O halo e o disco espesso apresentam contribuições bastante pequenas às contagens de estrelas no infravermelho. [Wainscoat et al. \(1992\)](#) decidiram desconsiderar o disco espesso devido à controvérsia relacionada à sua existência e devido à dificuldade de escolher representação paramétrica aceitável. Já o halo foi mantido no modelo para que houvesse uma comparação melhor com os resultados de [Bahcall e Soneira \(1980\)](#).

- Disco exponencial: Segue a densidade utilizada na maioria dos modelos (queda exponencial com aumento da distância z ao plano) multiplicada por fator que leva em conta a distância z ao plano:

$$\rho(R, z, S) = \rho_D(S) e^{-\frac{R-R_0}{h} - \frac{|z|}{h_z(s)}} \quad (1.12)$$

para $R \leq R_{max}$, sendo h a escala de comprimento radial, S a classe da

¹<http://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/iras.html>

estrela, $\rho_D(S)$ a densidade numérica de estrelas de classe S na vizinhança solar, $h_z(S)$ é a escala de altura, R_{max} é o truncamento do disco e R_0 é a distância galactocêntrica.

As estrelas mais velhas no disco possuem maiores escalas de altura do que as estrelas jovens. Escolhe-se uma escala de altura para cada tipo de classe de estrela, indo de 90 pc no caso dos objetos mais jovens a 325 pc para os objetos mais velhos.

- Bojo: apresenta contribuição importante perto do centro galáctico.

$$\rho(R, z, S) = \rho_B(S) \left(\frac{\sqrt{R^2 + k_1^2 z^2}}{R_1} \right)^{-1,8} e^{-\left(\frac{\sqrt{R^2 + k_1^2 z^2}}{R_1} \right)^3} \quad (1.13)$$

Há rápido declínio na densidade estelar com o raio segundo notamos na Eq. (1.9), em que k_1 é a razão de eixos do bojo, R_1 é o raio do bojo e $\rho_B(S)$ é a densidade numérica de estrelas de classe S . Sua composição estelar é similar à do disco, embora tenham sido excluídas as estrelas massivas jovens. O bojo possui gigantes de baixa massa e alta metalicidade com índice [12]-[25] alto, o que quer dizer que existe concentração de fontes mais vermelhas.

- Halo estelar: densidade de estrelas segue lei de de Vaucouleurs, sendo sua contribuição importante apenas em magnitudes mais fracas.

Aglomerados globulares na nossa galáxia seguem a mesma distribuição.

Com relação à composição, há ausência de estrelas massivas jovens no halo. Uma vez que essa componente apresenta baixa metalicidade, o número de estrelas gigantes mais vermelhas é menor comparado ao número utilizado por [Bahcall e Soneira \(1980\)](#).

- Braços espirais: foi utilizado padrão logarítmico de 4 braços, já que este se mostra mais condizente com dados obtidos na parte interna da galáxia ([Georgelin; Georgelin, 1976](#)). Também considera-se o braço local com mesma composição e forma geométrica que os demais braços:

$$\theta(R) = \alpha \log_{10}(R/R_{min}) + \theta_{min} \quad (1.14)$$

onde R_{min} é o raio interno e θ_{min} é o ângulo no raio interno.

A distribuição de estrelas, assim como no caso da componente disco, é exponencial radial e verticalmente. A composição consiste praticamente em estrelas jovens massivas, sendo que as estrelas mais velhas de baixa massa já teriam se difundido para fora dos braços, passando a integrar a população do disco.

Como os braços encontram-se, em média, no plano da galáxia, sua contribuição é importante em latitudes baixas.

- Anel molecular: Observações da distribuição de CO mostrou sua presença em $R \sim 0,45R_0$. A densidade radial de objetos é gaussiana e a distribuição vertical é considerada igual à do disco. Composto por mesmo tipo de objetos existentes nos braços, além de algumas fontes menos luminosas de menor massa.

A forma do anel é dada por:

$$\rho(R, S) = \rho_r(S) e^{\frac{-(R-R_r)^2}{2\sigma_r^2}} \quad (1.15)$$

onde R_r é o raio do anel, σ_r é a meia largura para um anel gaussiano de $0,15R_0$ e $\rho_r(S)$ é a densidade de estrelas de classe S do anel em $R = R_r$.

As escalas de altura utilizadas por [Wainscoat *et al.* \(1992\)](#) são similares às usadas por [Bahcall e Soneira \(1980\)](#).

É interessante notar que foram consideradas nesse modelo estrelas do ramo assintótico das gigantes (AGB) e T Tauri (T Tau). Estrelas AGB possuem perda de massa, estando envolvidas por camadas de poeira de diferentes espessuras e emitindo grande fração da sua luminosidade no infravermelho médio. As T Tau são estrelas jovens envolvidas originalmente por nuvens moleculares das quais se formaram. A escala de altura para T Tau é de 90 pc, assim como o disco jovem.

Também foram incluídas as nebulosas planetárias e de reflexão, bem como as regiões HII. As regiões HII possuem escala de altura de população jovem. As nebulosas de reflexão apresentam escala de altura ligeiramente maior que a de regiões HII, uma vez que estão associadas com populações de estrelas menos massivas. As nebulosas planetárias possuem escala de altura similar a de estrelas gigantes de que foram formadas.

Assumiu-se que a poeira localiza-se somente no disco da galáxia, com distribuição exponencial suave semelhante à distribuição de objetos do disco. Os grãos concentram-se nos braços espirais e anel molecular. A escala de comprimento da absorção é, por hipótese, a mesma das estrelas, ou seja, 100 pc.

Na comparação com os dados, as conclusões foram:

- Representação dos braços espirais, por ser simétrica, com 4 braços, homogênea e coplanar ao disco, é muito simplista. A distribuição de hidrogênio neutro mostra que existe falta de coplanariedade entre braços e plano galáctico médio, sendo a contribuição dos braços maior em direção ao Norte. Além disso, nota-se a existência de deformações sistemáticas no plano que chegam a centenas de pc;
- [Wainscoat *et al.* \(1992\)](#) representaram o anel molecular por uma estrutura circular e coplanar ao disco. Os dados indicam que a estrutura verdadeira é oval, inclinada com relação ao plano galáctico e com eixo maior não alinhado com direção $l = 0^\circ$;
- A extinção não pode ser caracterizada de forma tão simples e uniforme como feito no modelo;
- No geral, o modelo descreve bem a Galáxia em aproximadamente todas as áreas para o céu localizado em $|b| > 5^\circ$ e de forma deficiente em algumas zonas do plano galáctico. Isso ocorreria devido a deficiências na estrutura local, falta de homogeneidade e problemas na representação dos braços espirais.

1.2.4 Modelo Ortiz & Lépine

O objetivo do modelo de [Ortiz e Lépine \(1993\)](#) é reproduzir as contagens de estrelas nas bandas R, I, J, H, K, L, [12 μm] e [25 μm] para qualquer direção e sensibilidade. Para isso, as componentes consideradas são: esferóide, duas componentes disco com escalas de altura de 100 pc e 390 pc e estrutura de braço espiral. A extinção interestelar utilizada é obtida mediante a distribuição conhecida de gás galáctico nas formas atômica e molecular e é discutida adiante.

Vejamos a seguir mais detalhadamente cada um dos constituintes do modelo:

- Esferóide:

Estão aí incluídos o bojo e o halo da Galáxia. Sua população de estrelas parece ter sido formada na mesma época em que ocorreu a formação da Via Láctea, o que torna essa componente importante no estudo da evolução da nossa Galáxia. [Ortiz e Lépine \(1993\)](#) decidiram utilizar a densidade de massa de Hernquist ([Hernquist, 1990](#)) adaptada à densidade de objetos ao invés da lei de Vaucouleurs, uma vez que a primeira reproduz em grande intervalo do raio galáctico r o comportamento $r^{1/4}$ do perfil de brilho superficial de Vaucouleurs observado em galáxias elípticas e bojos, com a vantagem de ser tratável analiticamente.

A densidade estelar utilizada é:

$$n_{sph}(r, s) = k(s) \frac{a^4}{r(r + a)^3} \quad (1.16)$$

onde a é a escala de comprimento, s é uma variável que representa numericamente o tipo espectral do objeto e $k(s)$ é um fator de normalização que depende do tipo espectral.

- Disco:

As estrelas aí existentes foram formadas a partir do gás contido no próprio disco. Podemos considerar 3 constituintes nessa componente: um disco “fino”, um disco “espesso” e a estrutura espiral.

A densidade estelar de cada componente disco diminui exponencialmente com o raio galactocêntrico e com a distância z ao plano galáctico:

$$n_{d,i}(r, z, s) = n_{d,i}(R_0, 0, s) e^{\frac{-(R_0-r)}{\alpha_r(i)} - \frac{z}{\beta(i)}} \quad (1.17)$$

onde $n_{d,i}(R_0, 0, s)$ é a densidade estelar na vizinhança solar, R_0 é a distância galactocêntrica considerada como sendo igual a 7,9 kpc, $\alpha_r(i)$ é a escala de distância radial, independente do tipo espectral e $\beta(i)$ é a escala de altura da componente disco i .

Ao invés de adotar um valor de escala de altura para cada tipo espectral, foram usadas apenas duas, sendo uma para a componente fina e outra para a componente espessa, o mesmo tendo sido feito com a escala de comprimento. Esses valores encontram-se na tabela [1.1](#).

TABELA 1.1 - Valores de escalas de altura e comprimento para os discos .

Tipo de disco	Escala de altura (pc)	Escala de comprimento (kpc)
Espesso	390	2,6
Fino	100	4,0

As estrelas de tipos espetrais O e B e as supergigantes de todos os tipos foram excluídas das componentes disco, mas incluídas na população dos braços espirais.

O disco espesso possui distribuição de tipos espetrais de gigantes que lembra a encontrada em aglomerados globulares. Uma vez que a população de aglomerado globular é considerada representativa da população esferoidal, adota-se uma função de tipo espectral do disco espesso para descrever a componente esferoidal para tipos espetrais acima de G2. Devemos lembrar que se considera essa última como constituída somente de estrelas acima de G2.

A estrutura espiral coincide com a distribuição de estrelas O5-B e supergigantes.

- Braços espirais:

Quando são observadas áreas em altas latitudes galácticas, vemos facilmente que nesses locais a distribuição de estrelas não é afetada pela ausência de componente relacionada à estrutura espiral. Já para $|b| < 5^\circ$, a estrutura espiral torna-se necessária para reproduzir população no plano galáctico.

Os braços dessa estrutura são bem representados por padrão de 4 braços, logarítmico:

$$r = qe^{(\theta - \theta_0)\tan(i)} \quad (1.18)$$

sendo q o raio inicial, θ_0 o ângulo galactocêntrico inicial, i o ângulo de enrolamento (ângulo entre espiral e círculo galactocêntrico).

Os quatro braços espirais encontram-se confinados ao intervalo de raio galáctico $2 \text{ kpc} < r < 10 \text{ kpc}$.

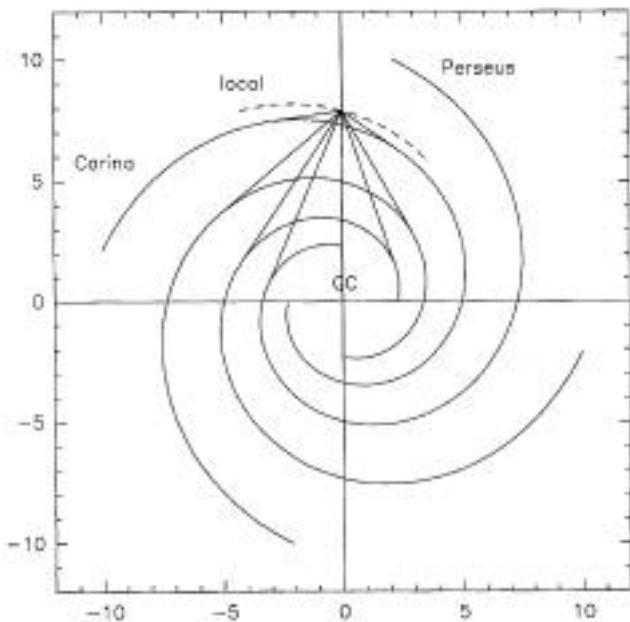


FIGURA 1.4 - As linhas representando os braços espirais indicam os locais de maior densidade estelar, enquanto a linha tracejada indica o braço local, onde se localiza o Sol. As escalas estão em kpc. É importante notar que o intervalo angular entre os inícios dos braços é de $\pi/2$ e que no centro do gráfico, indicado por GC, está o centro galáctico.

FONTE: [Ortiz e Lépine \(1993\)](#)

O padrão de 4 braços não inclui o braço local, mas este precisa ser adicionado já que possui efeito importante. O procedimento consiste em considerá-lo como um segmento de espiral situado entre o braço de Sagitário e o braço de Perseu, sendo que existe somente até a distância de 3 kpc do Sol. Podemos traçar esse segmento utilizando na equação acima $\theta_0 = -\pi/2$ e $i = 14,68^\circ$. Na figura 1.4 encontra-se um esquema do padrão espiral visto de cima, de acordo com [Ortiz e Lépine \(1993\)](#).

A distribuição de densidade de estrelas associadas aos braços espirais é descrita por uma distribuição gaussiana na direção radial, centrada na localização do braço. Toma-se a meia largura a meia altura dessa distribuição na direção radial como sendo igual a 150 pc. A escala de altura exponencial de 50 pc na direção z é adotada, uma vez que essa é a escala de altura das estrelas OB, de acordo com [Ishida e Mikami \(1982\)](#).

A população consiste em estrelas O5-B de todas as classes de luminosi-

dade e supergigantes de todos os tipos espectrais. Na verdade, toma-se a população espiral como sendo a soma de um disco de fundo e a espiral descrita acima. Esse disco de fundo é bem fino, sendo a escala de altura de cerca de 50 pc e sua densidade é proporcional ao quadrado da densidade do gás interestelar, que diminui em direção ao centro depois de alcançar um máximo perto de 4 kpc.

É imprescindível levar em conta a extinção interestelar se queremos que modelo seja válido em baixas latitudes galácticas e perto do bojo. Para calcular a extinção em qualquer ponto da galáxia, o modelo baseou-se na observação de que a poeira está bem misturada com o gás e, na média, é proporcional à densidade de coluna do hidrogênio, tanto em sua forma atômica (N_{HI}) como na forma molecular (N_{H_2}):

$$A_V = \gamma(r)N_{HI}(r, z) + 2\gamma(r_0)N_{H_2}(r, z) \quad (1.19)$$

onde γ é um fator de proporcionalidade dado por [Bohlin *et al.* \(1978\)](#).

Era complicada a observação de regiões de localização do hidrogênio atômico até que [van de Hulst \(1945\)](#) anuncio que isso seria possível mediante a observação em rádio no comprimento de onda de 21 cm. Nas nuvens de gás, o H atômico tende a reagir quimicamente com outros átomos e formar a fase molecular H_2 via a ação catalisadora de grãos de poeira ([McCrea; McNally, 1960](#)).

A forma molecular H_2 produz linhas de absorção no ultravioleta, que são absorvidas pela poeira existente onde se formam essas moléculas, dificultando muito a observação. A localização do gás é conhecida, no entanto, porque a molécula CO funciona como seu traçador, emitindo na região rádio do espectro eletromagnético ($\lambda=1,3$ mm e $\lambda=2,6$ mm) devido às colisões das moléculas de CO com o H_2 ([Sanders *et al.*, 1984](#)).

A distribuição vertical de ambas as formas do gás é descrita por uma função gaussiana de z , centrada em z_c :

$$n_H(r, z) = n_H(r, z_c)e^{-\frac{z-z_c}{1,2z_{1/2}^2}} \quad (1.20)$$

onde $z_{1/2}$ é a escala de altura (meia largura a meia altura), que aumenta exponen-

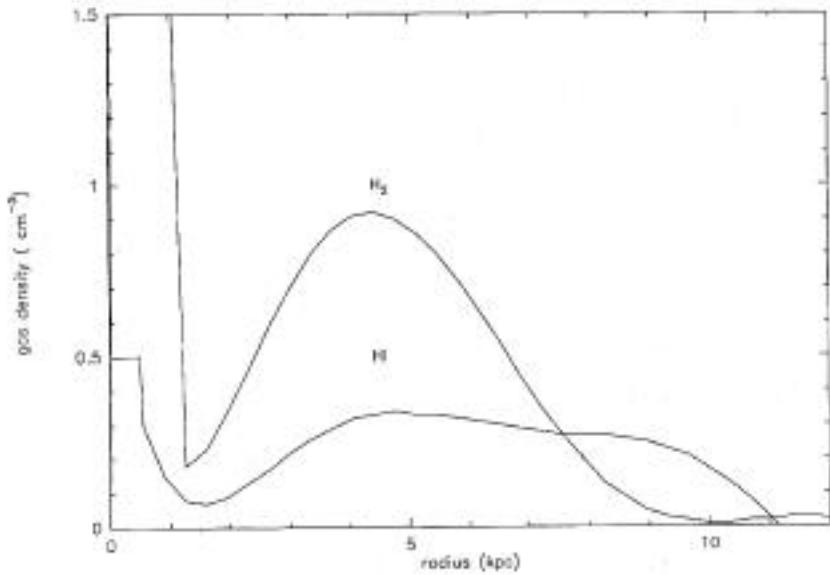


FIGURA 1.5 - Distribuições de densidade do Hidrogênio atômico e molecular em função do raio galáctico.

FONTE: [Ortiz e Lépine \(1993\)](#)

cialmente com r . Na figura 1.5 pode-se ver como a distribuição de densidade das formas atômica e molecular do Hidrogênio varia com o raio galáctico.

Para CO (ou H₂), a escala de altura é dada por [Sanders *et al.* \(1984\)](#):

$$z_{1/2} = 36e^{0,1r} pc \quad (1.21)$$

sendo r expresso em kpc. A mesma expressão é usada para escala de altura do H, multiplicado por um fator 1,8.

Todas as gigantes a partir de um dado valor de índice espectral apresentam disco circunstelar, sendo variáveis suas magnitudes e podendo ser localizadas no ramo assintótico do diagrama HR. Para o propósito de contagens de estrelas, importa saber como relacionar densidades e magnitudes absolutas das estrelas no AGB. No modelo de [Ortiz e Lépine \(1993\)](#), a densidade é encontrada extrapolando para $s = 7$ a função que descreve a densidade de gigantes visíveis M. Ao invés de uma única amplitude absoluta para cada tipo espectral, consideramos para 36% dos objetos uma distribuição quadrática de magnitudes absolutas, centradas nesse valor. Assim,

levar em conta a variabilidade das variáveis de grande amplitude é uma inovação introduzida por esse modelo.

Quando comparado com resultados de outros modelos e dados da literatura, o modelo mostrou-se eficiente em muitas áreas do céu. Chegou-se, assim, à conclusão de que não existe a necessidade de incluir um anel molecular. Além disso, não foi possível reproduzir satisfatoriamente a característica observada em $l = 80^\circ$, atribuída ao braço local, que é especialmente proeminente em $25 \mu\text{m}$.

1.2.5 Modelo Ortiz & Lépine (versão *online*)

As modificações e melhorias no modelo de Ortiz e Lépine (1993) encontram-se disponíveis no endereço eletrônico http://www.iag.usp.br/pgr/prg_astro/index1.php?dir=pesquisa&file=pesquisa.php?cod=profs_list. Tais modificações foram realizadas com o intuito de buscar melhor concordância com as observações. Além das componentes já citadas acima, houve a inclusão de:

- Disco intermediário: é constituído apenas por uma população de estrelas de carbono. Esse tipo de objeto é brilhante no infravermelho quando perde massa a altas taxas na fase AGB de sua evolução. Não possui dependência radial e sua densidade de estrelas cai exponencialmente com o aumento da distância ao plano galáctico, sendo a escala de altura de 200 pc (Claussen *et al.*, 1987);
- Barra: encontra-se localizada dentro do bojo galáctico e suas extremidades coincidem com inícios dos dois braços espirais maiores. Sua população é semelhante à existente nos braços espirais. (Dwek *et al.*, 1995).

1.2.6 Resumo dos Modelos da Galáxia

Para melhor comparação e compreensão das diferenças entre os modelos da Galáxia construímos a tabela 1.2, onde temos um resumo com as principais características dos modelos, conforme visto nas seções anteriores.

TABELA 1.2 - Resumo dos Modelos da Galáxia

Componente	Bahcall & Soneira	Besançon	Wainscoat	Ortiz & Lépine
Disco	População I n_d : exponencial φ : Wielen p/ $M_v < 12,5$ constante p/ $M_v > 12,5$	n_d : Einasto φ : Wielen β : 125 a 475 pc	n_d : exponencial β : 90 a 325 pc	n_d : queda exponencial radial e vertical 2β : 100 e 390 pc
Bojo	Formam esferóide População II	n_{sph} : lei de potências com $n = 3,1$	n_b : queda rápida c/ aumento do raio	Formam esferóide
Halo	n_{sph} : Vaucouleurs φ semelhante ao disco p/ $M_v > 4,5$ semelhante ao de agl. globular p/ $M_v < 4,5$	φ : semelhante a de aglomerados globulares β : razão axial 0,8	Ausência de estrelas massivas jovens n_h : Vaucouleurs	n_{sph} : Hernquist
Braços	não	não	n : exponencial radial e vertical	Padrão log de 4 braços + braço local
Anel	não	não	n : gaussiana radial	não
População	não	n : exponencial	não	não
Extinção	Variação exponencial	sim	Poeira só no disco, distr. exponencial suave	Poeira misturada c/ gás $A_v \propto n_{col}(H)$

CAPÍTULO 2

A base de dados utilizada

2.1 Dados e catálogos

Certas regiões do espaço, como na direção do plano galáctico, possuem poeira e nuvens de gás que bloqueiam a observação em comprimentos de onda no visível. A radiação no infravermelho pode penetrar nessas nuvens, fornecendo informações sobre objetos mais frios no espaço. Além disso, muitas moléculas apresentam assinaturas únicas no infravermelho, proporcionando uma idéia da distribuição das mesmas.

A fonte primária de infravermelho é o calor ou radiação térmica, produzida pelo movimento de átomos e moléculas em um objeto. Quanto maior a temperatura, maior é a radiação produzida, sendo que qualquer objeto com temperatura superior ao zero absoluto irradia.

Grande quantidade da radiação no infravermelho não chega até a superfície porque é absorvida pelo vapor de água e pelo dióxido de carbono existentes na atmosfera da Terra. Entre as bandas moleculares, surgem as bandas permitidas, através das quais a transmissão é de 50 a 90%, que são utilizadas para trabalhos de fotometria. Adicionalmente, existe a emissão atmosférica no infravermelho cujo pico localiza-se em $10\text{ }\mu\text{m}$. Observações feitas a partir do chão necessitam de sítios localizados em locais altos e áridos, minimizando a camada atmosférica que a radiação precisa atravessar.

Mesmo quando se passou a adotar tal estratégia, os dados obtidos sofriam de incompletezas tanto em cobertura fotométrica quanto em cobertura espacial. Um dos melhores levantamentos realizados nos anos 80 foi o IRAS, cobrindo todo o céu em comprimentos de onda entre 12 e $100\text{ }\mu\text{m}$, porém sofria de problemas de incompleteza para fontes fracas devido à sensibilidade moderada e baixa resolução espacial.

O advento dos detectores de grande área no infravermelho próximo nos anos 1990, levou à realização de levantamentos em grande escala como o 2MASS¹ (Two Micron All Sky Survey) e o DENIS² (Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky).

¹<http://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/2mass.html>

²<http://cdsweb.u-strasbg.fr/denis.html>

Tais levantamentos preencheram a faixa entre magnitudes 4 a 14 nas bandas J, H, I e K com cobertura espacial completa e com boa qualidade fotométrica. O levantamento GLIMPSE³ (Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire), realizado pelo telescópio Spitzer⁴ entre 3,6 e 8 μm explorou a região do plano galáctico com resolução espacial da ordem de segundo de arco. Esses levantamentos foram consolidados em bancos de dados de acesso público que podem ser interrogados de modo simples no endereço eletrônico <http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/Gator/>, produzindo respostas em formatos adequados para a comparação com modelos de estrutura galáctica.

No presente trabalho, utilizamos dados obtidos pelo 2MASS que é descrito mais detalhadamente a seguir. Tal catálogo foi escolhido devido à abrangência de sua cobertura e às medidas mais precisas. Podemos ver abaixo uma comparação entre esse levantamento e outros.

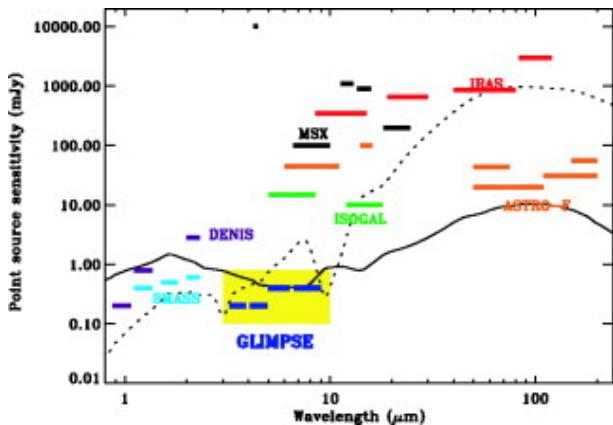


FIGURA 2.1 - Comparação da sensibilidade entre levantamentos.
FONTE: [Benjamin et al. \(2003\)](#).

2.2 Catálogo 2MASS

O 2MASS (Two Micron All Sky Survey) foi um projeto desenvolvido entre junho de 1997 e fevereiro de 2001, tendo realizado a cobertura no infravermelho próximo de 99.998% do céu nos dois hemisférios ([Skrutskie et al., 2006](#)). Constam no levantamento aproximadamente 471 milhões de fontes puntiformes e 1,6 milhão de fontes

³<http://www.astro.wisc.edu/sirtf/>

⁴<http://www.spitzer.caltech.edu/>

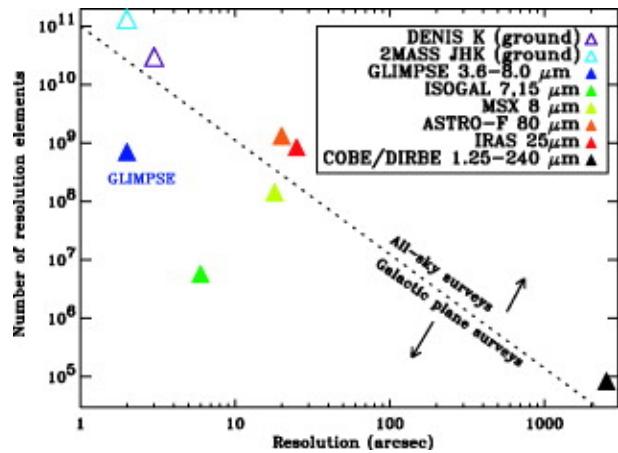


FIGURA 2.2 - Comparação da resolução entre levantamentos.
FONTE: [Benjamin et al. \(2003\)](#).

extensas. Para isso foram utilizados dois telescópios automatizados de 1,3 m, estando um localizado em Mt. Hopkins, Arizona e o outro no Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO), Chile. Cada telescópio possuía câmara de 3 canais, sendo que cada canal contava com detectores possuindo arranjos de 256 X 256 pixels, capazes de realizar medidas simultaneamente em 3 bandas: J (1,25 μ m), H (1,65 μ m) e K_S (2,17 μ m). Foram catalogados objetos puntiformes mais brilhantes que 1 mJy, com razão sinal ruído (SNR) maior que 10 e resolução espacial de 2 segundos de arco.

As imagens do céu eram feitas enquanto os telescópios variavam suavemente a declinação medida em uma taxa de cerca de 1' por segundo, varrendo faixas no céu. Tais faixas apresentavam 6 graus de comprimento na direção da declinação e 8.5' de largura. Enquanto o telescópio varria a declinação, seu espelho secundário se inclinava na direção oposta para congelar momentaneamente a imagem do plano focal. Após uma exposição de 1,3 s, o espelho secundário voltava à sua posição inicial e fazia o mesmo numa região levemente deslocada com relação ao quadro anterior. O campo de visada da câmara era deslocado de cerca de 1/6 de quadro em declinação entre uma medida e outra. O tempo total de integração para cada posição no céu foi de 7,8 s, composto de 6 imagens independentes de 1,3 s cada uma, já que o ruído de fundo de Poisson dominaria o ruído de leitura do sistema em exposições com mais de 1 s.

Os limites de magnitudes para objetos puntiformes e extensos encontram-se na tabela 2.1 ([Chester, 1997](#)). Os valores foram obtidos a partir de objetos bem definidos,

fora do plano galáctico ($|b| > 10$ graus) e longe de áreas com alta extinção. As fontes extensas foram identificadas e separadas das fontes puntiformes através de método que utiliza medidas características como tamanho, brilho superficial central e cor.

TABELA 2.1 - Limites de magnitude em cada banda do 2MASS .

Banda	λ (μm)	Fontes Puntiformes	Fontes Extensas
J	1,25	15,8	15,0
H	1,65	15,1	14,3
K_S	2,17	14,3	13,5

As posições das fontes do 2MASS foram determinadas no *International Celestial Reference System* (ICRS) segundo o catálogo de referências astrométrico Tycho 2. A precisão da astrometria está entre 70 e 80 ms de arco para magnitudes $9 < K_s < 14$.

Além das coordenadas e magnitudes por banda, o catálogo apresenta alguns indicadores importantes que podem servir como filtros na escolha de objetos para pertencer ao trabalho. Alguns deles são:

- Qualidade fotométrica (*ph_qual*): índice que se relaciona à estabilidade da transparência da atmosfera no infravermelho, sendo considerada estável quando transmissão varia menos que 2% durante intervalo de seis horas;
- Índice de leitura (*rd_flg*): indica se houve problemas na detecção da fonte e qualidades fotométrica e astrométrica;
- Índice de mistura (*blend_flg*): indica se objeto está em região de alta densidade de fontes, prejudicando sua distinção. Fontes duplas ou múltiplas com separação angular menor que $6'$ de arco podem não ser resolvidas no 2MASS, dependendo das suas características. A resolução efetiva desse levantamento é de alguns segundos de arco e é governada pelo tamanho do pixel da câmara, pela desfocalização dos telescópios e pelos algoritmos de extração de fontes;
- Contaminação e confusão (*cc_flg*): indica se medidas fotométricas e/ou de posição estão contaminadas devido à proximidade de artefatos de imagem persistentes ou fontes de brilho igual ou superior ao do alvo. A detecção

de fontes é feita a um limiar de 3 vezes o nível de ruído de fundo local. A estimativa do ruído é sensível à confusão de fontes e cresce em áreas de alta densidade, sendo comum nesses locais que artefatos de imagem de uma fonte brilhante caiam sobre uma ou mais fontes reais, prejudicando sua fotometria. As fontes de brilho igual ou superior ao do alvo atrapalham devido à intensidade das asas da sua PSF e fontes mais fracas podem ser classificadas erroneamente como artefatos de confusão;

- Contaminação galáctica (*gal_contam*): indica se há contaminação devido à proximidade de fonte extensa.

No 2MASS, a fotometria das fontes puntiformes foi feita com diferentes algoritmos conforme a intensidade destas e o tipo de algoritmo era escolhido de acordo com o valor do índice de leitura. Se a fonte não saturava nos 1,3 s de exposição, a estimativa de sua magnitude era feita mediante fotometria no perfil das imagens (*rd_flg* = 2). Esse método é indicado para fontes com $\text{SNR} \leq 30$ e localizadas em regiões de alta densidade. Se a fonte saturava em 1,3 s, mas não em 51 ms, que é o tempo de leitura dos detectores para produzir imagem independente e armazená-la, e era mais brilhante que $J = 9,5$, $H = 9,0$ e $K_s = 8,0$, utilizou-se fotometria de abertura (*rd_flg* = 1). Já as fontes que saturaram em 51 ms de exposição (aproximadamente $J, H, K_s > 4$) tiveram suas magnitudes determinadas a partir da parte não saturada do perfil radial unidimensional (*rd_flg* = 3) ([Cutri; Marsh, 2003](#)).

Aproximadamente 2Tbytes com dados em formato compacto encontram-se disponíveis *online*.

2.3 Grade utilizada para busca no levantamento 2MASS

Nosso objetivo é reproduzir as contagens de estrelas em todas as direções da Galáxia, tendo o catálogo 2MASS como base de dados. Por questões computacionais não podemos fazer isso para um número muito grande de pontos, mas gostaríamos de cobrir a maior área possível da esfera celeste. Dessa forma, empregamos uma grade cujo intervalo é de 10 graus tanto em longitude galáctica como em latitude galáctica, totalizando 597 pontos de busca.

Por ser grande o número de pontos de procura no levantamento 2MASS, optamos pela alternativa de inserir os apontamentos de direções mediante uma tabela, recurso só disponível na opção “cone” (vide explicação detalhada no Capítulo 3) e, no caso,

o raio máximo do cone é 5 minutos de arco. Ainda que nas outras opções fosse possível cobrir área maior centrada em cada apontamento, seria inviável fornecer manualmente todas as coordenadas de todas as direções.

CAPÍTULO 3

Metodologia

3.1 Programa PINGAS

O programa PINGAS (Program for INfrared GALactic Starcounts), desenvolvido por Ortiz & Lépine, tem como objetivo predizer o número de estrelas na Galáxia em várias bandas fotométricas em função da direção dada pela latitude (b) e longitude (l) galácticas e magnitude. Este foi elaborado com base no modelo de Ortiz & Lépine, já mencionado anteriormente.

É importante destacar a existência de 4 versões do programa. As diferenças estão relacionadas às saídas dos resultados. Dessa forma, pode-se escolher qual versão fornece os resultados da forma mais apropriada para uso posterior.

A versão 1 prevê as contagens cumulativas de estrelas (número/grau quadrado) para as bandas B, V, R, I, J, H, K, L, [12] e [25], gerando na saída uma tabela que mostra as contagens para cada tipo espectral e classe de luminosidade, descriminando cada população.

A versão 2 apresenta o mesmo resultado da anterior, sendo que a saída consiste numa tabela com duas colunas, uma com a magnitude e a outra com as contagens cumulativas até aquela magnitude. Esta é a versão mais interessante para se fazer comparações com a base de dados.

A versão 3 faz o mesmo que a versão 1, só que apenas para I, J, H, K e bandas ISOGAL¹. Mostra-se útil para comparações com bases DENIS, 2MASS e ISOGAL.

A versão 4 faz o mesmo que a versão 2, só que apenas para I, J, H, K e bandas ISOGAL.

3.2 Modificação do Programa PINGAS

Utilizando o IRAF (Image Reduction and Analysis Facility), automatizamos algumas partes do programa obtendo, por exemplo, resultados para as três bandas J, H e K de uma vez só. Como parâmetros de entrada, mantivemos: coordenadas galácticas da direção no céu, magnitude inferior, magnitude superior, passo em magnitude,

¹<http://www-isogal.iap.fr/>

inclusão ou não de nuvem escura (caso a resposta seja positiva, a distância é pedida, bem como a extinção interestelar adicional devido à nuvem), forma como queremos o resultado, sendo as opções os modos “resumido” e “detalhado”. Nas versões 2 e 4, temos que indicar duas bandas para obter contagens em função da cor.

Como saída, obtemos: magnitudes, contagens cumulativas de estrelas levando em conta o passo em magnitude. Esse valor pode ser expresso como o número de fontes por grau quadrado ou seu $\log_{10}(N)$.

Os demais parâmetros são as escalas de comprimento radial α_r dos discos velho e jovem, a de Hernquist, razão bojo disco B/D e parâmetro do esferóide oblato. Uma pesquisa na literatura foi realizada para delimitar as faixas mais prováveis para os parâmetros de entrada do modelo.

Na tabela 3.1 apresentamos os valores que delimitam a faixa de parâmetros que pesquisamos:

TABELA 3.1 - Limites da faixa de parâmetros

Parâmetro	Valor mínimo	Valor máximo
Escala radial de disco velho α_r (pc)	1500	5000
Escala radial de disco jovem α_r (pc)	1500	5000
a de Hernquist	20	2000
Razão bojo disco B/D	0,0005	0,0125
Parâmetro do esferóide oblato	0,5	0,9

Nas figuras 3.1, 3.2, 3.3 e 3.4 vemos como as funções do disco velho ou do esferóide variavam com o raio galáctico dependendo dos valores dos parâmetros, respectivamente: escala de comprimento radial do disco velho, a de Hernquist, razão bojo disco B/D e parâmetro do esferóide oblato. Constam nos gráficos apenas os valores máximo e mínimo para cada parâmetro da faixa que resolvemos investigar, de acordo com a tabela 3.1.

A partir de um número gerado aleatoriamente, os parâmetros sofriam variações. Se os novos valores estivessem dentro da faixa determinada anteriormente, estes eram considerados para os cálculos da previsão do número de contagens do modelo. Após a confrontação do número previsto com o número proveniente das observações, era calculado o χ^2 e armazenado. O mesmo processo era repetido para obtenção de

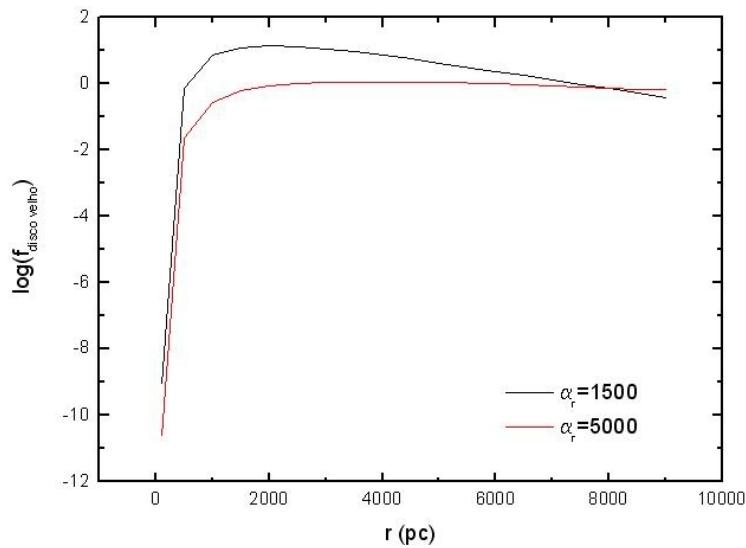


FIGURA 3.1 - O gráfico mostra como a função do disco velho varia com o raio galáctico. As curvas indicam o uso dos valores máximo e mínimo do parâmetro empregados na iteração citada.

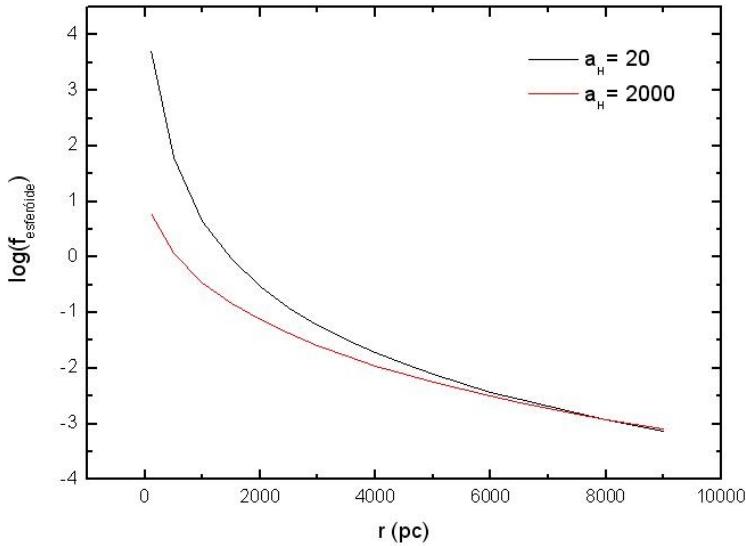


FIGURA 3.2 - O gráfico mostra como a função do esferóide varia com o raio galáctico conforme modificamos o valor do parâmetro a de Hernquist. As curvas indicam o uso dos valores máximo e mínimo do parâmetro empregados na iteração citada.

um segundo valor de χ^2 e estes sofriam comparação. Caso $\chi^2_2 < \chi^2$, o primeiro era descartado. Após um número razoavelmente grande de iterações, aproximadamente 1000, foi obtido um novo conjunto de parâmetros.

Utilizando resultado obtido por Amôres e Lépine (2005) sobre a extinção interestelar,

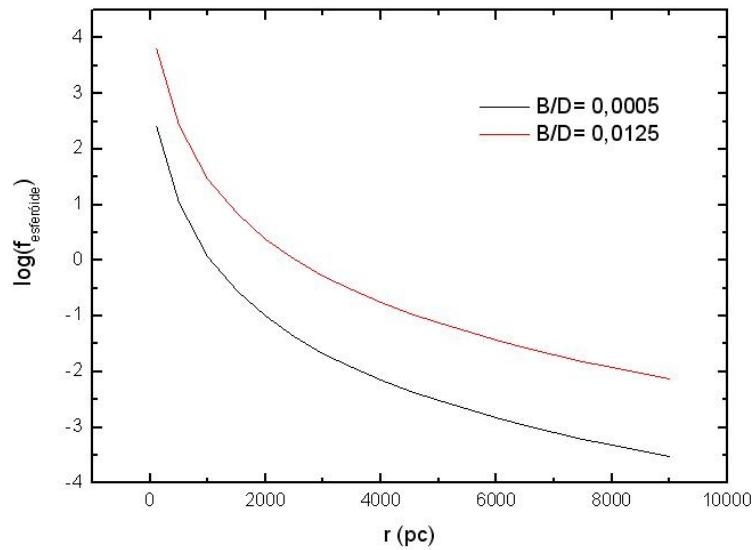


FIGURA 3.3 - O gráfico mostra como a função do esferóide varia com o raio galáctico conforme modificamos o valor do parâmetro B/D . As curvas indicam o uso dos valores máximo e mínimo do parâmetro empregados na iteração citada.

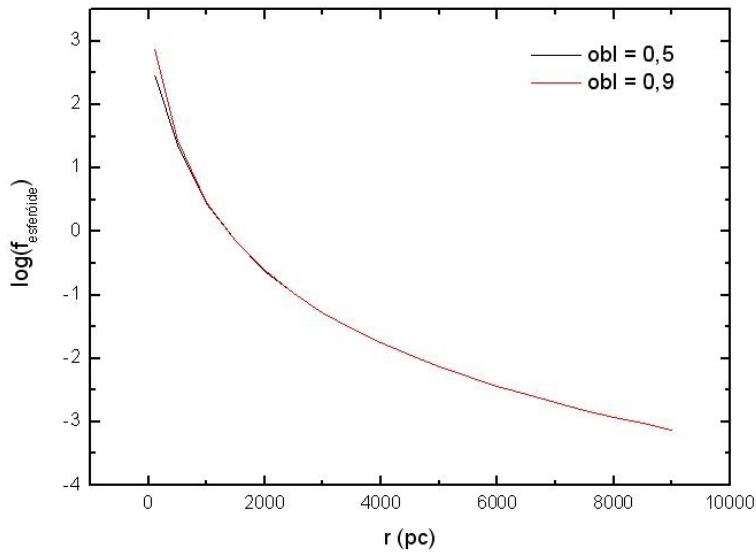


FIGURA 3.4 - O gráfico mostra como a função do esferóide varia com o raio galáctico conforme modificamos o valor do parâmetro do esferóide oblato. As curvas indicam o uso dos valores máximo e mínimo do parâmetro empregados na iteração citada.

também modificamos a escala de altura $z_{1/2}$ obtida a partir da distribuição do CO:

$$z_{1/2} = 45e^{0,1r} pc \quad (3.1)$$

3.3 Objetos

A tabela 3.2 possui a lista de objetos que foram utilizados na geração de contagens de fontes baseada no modelo de [Ortiz e Lépine \(1993\)](#) e nela constam o tipo espectral (T.E.) de cada objeto, sua classe de luminosidade (C.L.), a densidade inicial a partir da qual calculamos a densidade em cada componente da Galáxia, o intervalo de variabilidade (SigM), as magnitudes absolutas médias para amostra de volume unitário do grupo espectral para as bandas J (M_J^0), H (M_H^0) e K (M_K^0), e a porcentagem de objetos existente nas componentes espiral (Esp.), disco jovem (D. Jovem) e disco velho (D. Velho).

A partir do método de Gottlieb modificado, os tipos espetrais recebem a codificação: tipo O = 0, tipo B = 1, tipo A = 2, tipo F = 3, tipo G = 4, tipo K = 5, tipo M = 6, tipo AGB (O rich) = 8, tipo AGB (C rich) = 9. As subclasses da seqüência espectral são representadas na primeira casa decimal, como, por exemplo, A5 = 2,5, G2 = 4,2, M4,5 = 6,45 e assim por diante. Com relação à classe de luminosidade, a associação com números fica: supergigante = 3, gigante = 2, seqüência principal = 1 e AGB = 0.

TABELA 3.2 - Tabela de Objetos .

Objeto	T.E.	C.L.	Densidade	SigM	M_J^0	M_H^0	M_K^0	Esp.	D. Jovem	D. Velho
O5-O9	0.7	3	0.0193	2.0	-5.4	-5.4	-5.3	1.00	0.00	0.00
O5-O9e	0.7	3	0.0267	2.0	-5.4	-5.4	-5.3	1.00	0.00	0.00
B0-B4	1.2	3	0.0382	2.0	-5.4	-5.3	-5.3	1.00	0.00	0.00
B0-B4e	1.2	3	0.0528	2.0	-5.4	-5.3	-5.3	1.00	0.00	0.00
B5-B9	1.7	3	0.0218	2.0	-5.6	-5.6	-5.6	1.00	0.00	0.00
B5-B9e	1.7	3	0.0302	2.0	-5.6	-5.6	-5.6	1.00	0.00	0.00
A0-A4	2.2	3	0.038	2.0	-5.2	-5.3	-5.3	1.00	0.00	0.00
A5-A9	2.7	3	0.0095	2.0	-5.3	-5.4	-5.4	1.00	0.00	0.00
F0-F4	3.2	3	0.0068	2.0	-5.2	-5.5	-5.5	1.00	0.00	0.00
F5-F9	3.7	3	0.022	2.0	-5.6	-5.8	-5.9	1.00	0.00	0.00
G0-G4	4.2	3	0.016	2.0	-5.9	-6.2	-6.3	1.00	0.00	0.00
G5-G9	4.7	3	0.017	2.0	-6.2	-6.6	-6.7	1.00	0.00	0.00
K0-K4	5.2	3	0.017	1.0	-6.3	-6.8	-6.9	1.00	0.00	0.00
K5-M0	5.7	3	0.018	1.0	-7.8	-8.6	-8.8	1.00	0.00	0.00
M1-M2	6.2	3	0.018	1.0	-8.1	-9.0	-9.2	1.00	0.00	0.00
M3-M5	6.4	3	0.018	1.0	-9.3	-10.2	-10.5	1.00	0.00	0.00
F0-F4	3.2	2	10.	0.7	1.4	1.2	1.1	0.00	0.75	0.25
F5-F9	3.7	2	5.0	0.7	0.9	0.7	0.6	0.00	0.75	0.25
G0-G4	4.2	2	6.0	0.7	-0.50	-0.93	-1.00	0.00	0.50	0.50
G5-G9	4.7	2	42.	0.7	-0.98	-1.47	-1.56	0.00	0.50	0.50

Continua

TABELA 3.2 – ... Conclusão

Objeto	T.E.	C.L.	Densidade	SigM	M_J^0	M_H^0	Esp.	D. Jovem	D. Velho
K0-K4	5.2	2	40.	0.7	-1.86	-2.48	-2.60	0.00	0.75
K5-M1	6.0	2	3.5	0.7	-3.24	-4.06	-4.25	0.00	0.65
M2-M4	6.3	2	3.1	0.7	-4.21	-5.10	-5.34	0.00	0.50
M5-M6	6.5	2	0.9	0.7	-5.63	-6.57	-6.86	0.00	0.50
O5-O9	0.7	1	0.0331	1.0	-5.0	-4.8	-4.8	1.00	0.00
O5-O9e	0.7	1	0.0049	1.0	-5.0	-4.8	-4.8	1.00	0.00
B0-B4	1.2	1	2.000	1.0	-2.0	-2.0	-1.9	1.00	0.00
B0-B4e	1.2	1	0.299	1.0	-2.0	-2.0	-1.9	1.00	0.00
B5-B9	1.7	1	11.31	1.0	-0.24	-0.19	-0.15	1.00	0.00
B5-B9e	1.7	1	1.69	1.0	-0.24	-0.19	-0.15	1.00	0.00
A0-A4	2.2	1	50.	0.9	1.31	1.30	1.29	0.00	1.00
A5-A9	2.7	1	200.	0.9	1.55	1.47	1.44	0.00	1.00
F0-F4	3.2	1	300.	0.7	2.05	1.90	1.86	0.00	0.96
F5-F9	3.7	1	900.	0.7	3.08	2.79	2.74	0.00	0.84
G0-G4	4.2	1	1030.	0.7	3.39	3.07	3.02	0.00	0.75
G5-G9	4.7	1	2000.	0.7	3.76	3.39	3.33	0.00	0.80
K0-K2	5.1	1	6000.	0.7	4.51	4.03	3.95	0.00	0.87
K3-K5	5.4	1	1780.	0.8	4.86	4.29	4.18	0.00	0.57
M0	6.0	1	1090.	0.9	5.81	5.12	4.95	0.00	0.60
M1	6.1	1	1050.	1.0	6.17	5.50	5.30	0.00	0.49
M2	6.2	1	4630.	1.0	6.62	5.96	5.75	0.00	0.51

Continua

TABELA 3.2 – ... Conclusão

Objeto	T.E.	C.L.	Densidade	SigM	M_J^0	M_H^0	M_K^0	Esp.	D. Jovem	D. Velho
M3	6.3	1	11200.	1.0	7.43	6.81	6.56	0.00	0.50	0.50
M4	6.4	1	7240.	1.0	8.48	7.88	7.60	0.00	0.50	0.50
M4.5	6.4	1	6850.	1.0	9.18	8.57	8.27	0.00	0.50	0.50
M5	6.5	1	11000.	1.0	9.77	9.15	8.83	0.00	0.50	0.50
M6	6.6	1	26000.	1.0	10.91	10.25	9.88	0.00	0.50	0.50
OHIR-I	7.0	0	0.0066	1.5	-4.1	-6.4	-7.73	0.00	1.00	0.00
OHIR-II	7.0	0	0.0036	1.1	-6.0	-7.4	-7.97	0.00	0.85	0.15
Miras/OH	7.0	0	0.0036	1.1	-6.0	-7.4	-7.97	0.00	0.85	0.15
Miras/OH	7.0	0	0.027	0.7	-6.7	-7.5	-7.96	0.00	0.50	0.50
Miras/M	7.0	0	0.081	0.7	-6.7	-7.5	-7.96	0.00	0.50	0.50
Miras/M	7.0	0	0.0107	1.1	-6.0	-7.4	-7.97	0.00	0.85	0.15
C-star1	8.0	0	0.0244	0.7	-6.85	-7.83	-8.22	0.00	0.00	0.00
C-star2	8.0	0	0.0659	0.7	-6.67	-7.84	-8.46	0.00	0.00	0.00
C-star3	8.0	0	0.0098	0.7	-6.01	-7.45	-8.53	0.00	0.00	0.00
C-star4	8.0	0	0.0089	0.7	-5.23	-6.93	-8.24	0.00	0.00	0.00
C-star5	8.0	0	0.0101	0.7	-4.13	-6.19	-7.84	0.00	0.00	0.00
C-star6	8.0	0	0.0079	0.7	-3.08	-5.46	-7.38	0.00	0.00	0.00
C-star7	8.0	0	0.0055	0.7	-1.68	-4.48	-6.87	0.00	0.00	0.00
C-star8	8.0	0	0.0028	0.7	-0.44	-3.27	-5.88	0.00	0.00	0.00
C-star9	8.0	0	0.0031	0.7	0.27	-2.46	-5.32	0.00	0.00	0.00
C-star10	8.0	0	0.0015	0.7	3.43	-1.00	-4.53	0.00	0.00	0.00

Continua

TABELA 3.2 – ... Conclusão

Objeto	T.E.	C.L.	Densidade	SigM	M_J^0	M_H^0	M_K^0	Esp.	D. Jovem	D. Velho
C-star11	8.0	0	0.0003	0.7	5.02	0.44	-3.21	0.00	0.00	0.00
C-star12	8.0	0	0.001	0.7	15.57	7.43	0.88	0.00	0.00	0.00

(Fim)

3.4 Utilização de catálogos

O objetivo de se elaborar modelos é compará-los com observações para verificar se estes descrevem bem os fenômenos naturais.

Na época em que o modelo de Ortiz & Lépine surgiu, foram feitas comparações com os catálogos IRAS ¹ (Infrared Astronomical Satellite), DENIS e ISOGAL, as melhores bases de dados disponíveis. Recentemente houve o surgimento de imensas bases de dados homogêneas e completas com relação à distribuição de estrelas no céu, além da melhora na precisão das medidas. Nossa intenção é realizar comparações com o catálogo 2MASS, já citado no Capítulo 2.

Quando vamos fazer a pesquisa de determinada região do céu no catálogo 2MASS temos, primeiramente, que escolher o método de busca dentre os três existentes: cone, caixa e polígono. Independente do método, pedem-se as coordenadas de direção e um parâmetro que indique a área do céu que será perscrutada. No caso do cone, tal parâmetro é o raio, enquanto que na caixa é o lado e no polígono são necessárias as coordenadas dos vértices. Existem as opções de inserir uma coordenada por vez ou inserir um arquivo contendo várias coordenadas, sendo que essa última alternativa só está disponível para o método utilizando o cone e seu raio máximo, nesse caso, é de 5 arcominutos.

O ponto negativo no uso do cone é o valor máximo de um grau que o raio pode adquirir. Uma vez que pretendemos cobrir o céu inteiro, seria necessário um número muito grande de buscas (aproximadamente 15900 pontos), ou seja, nossa grade de trabalho teria que ser bem fina.

Se, no modo polígono, escolhemos os vértices de forma que a área seja quadrada, temos que levar em consideração que essa área diminuirá, adquirindo uma forma retangular, conforme vamos nos deslocando em direção aos pólos galácticos. Um intervalo de ascenção reta na região do equador sofre uma contração com $\cos \delta$ com o aumento da latitude.

No modo caixa, o máximo tamanho do lado é de 2 graus.

Depois de levar isso em consideração, decidimos utilizar o cone em nossas buscas devido à facilidade em inserir várias coordenadas mediante um arquivo de entrada.

¹<http://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/iras.html>

Como resultado, obtemos um arquivo contendo os objetos localizados, suas coordenadas exatas, magnitudes nas bandas J, H e K_S , além dos índices de qualidade fotométrica de cada um.

Os índices que nos fornecem informações sobre a qualidade das medidas dos objetos variam de um catálogo para o outro e foram citados no capítulo anterior.

3.5 Descarte de fontes

De posse do arquivo de saída do 2MASS, verificamos quais os objetos que apresentam valores de índices de qualidade fotométrica ruins ou que não possuem. Tais fontes são descartadas, garantindo uma melhor comparação posterior com resultados do PINGAS.

Conforme dito no Capítulo 2, os indicadores de qualidade das fontes utilizados como filtro no levantamento 2MASS foram: índice de qualidade fotométrica, índice de leitura, índice de mistura, contaminação e confusão galáctica.

O índice de qualidade fotométrica (*ph_qual*) pode assumir as classificações A, B, C, D, E, F, U e X, sendo essa a ordem decrescente de qualidade. Resolvemos descartar os objetos indicados como E, F, U e X, uma vez que estes apresentariam uma estimativa de brilho pouco confiável, resultado conflitante entre bandas e estimativas ruins de erro fotométrico

O índice de leitura (*rd_flg*) pode assumir os valores 0, 1, 2, 3, 4, 6 e 9. As fontes descartadas são as com designações 0, 6 e 9 nas bandas em que não foram detectadas, quando comparações de detecções entre bandas não são consistentes e quando não é possível fazer estimativa de brilho, apesar de feita a detecção, o que costuma ocorrer em locais onde densidade de fontes é alta.

O índice de mistura (*bl_flg*) pode assumir os valores 0, 1, 2, 3, 4, 5, 6 e 7, que indicam o número de componentes ajustados simultaneamente quando se faz a estimativa do brilho. Quando mais de uma detecção é feita em um raio de aproximadamente 5 segundos, são ajustadas várias componentes, ou seja, quanto maior o valor do índice, maior é o problema de resolução da fonte. Descartamos valores maiores que 2.

O índice de contaminação e confusão (*cc_flg*) indica se as medidas fotométricas e astrométricas estão sendo afetadas ou prejudicadas pela proximidade de fontes

vizinhas de brilho igual ou superior. As classificações possíveis são 0, p , c , d , s e b , sendo que somente o índice 0 sinaliza que não houve problemas na detecção do objeto. Resolvemos desconsiderar todas as fontes com $cc_flg \neq 0$.

O índice de contaminação galáctica (gal_contam) aponta se objeto sofreu contaminação devido à proximidade de fonte extensa. Pode assumir os valores 0, 1 e 2. Resolvemos considerar apenas fontes com $gal_contam = 0$, uma vez que apenas nesse caso objeto não se encontra dentro do perfil elíptico de uma fonte extensa.

Os objetos restantes são colocados em ordem crescente de magnitude por banda. Levando em conta o passo em magnitude adotado no PINGAS, fazemos as contagens cumulativas de estrelas dentro de dado intervalo de magnitudes.

Facilmente podemos fazer histogramas para melhor visualização do trabalho desenvolvido.

3.6 Comparações

Utilizando a saída do código PINGAS, podemos obter histogramas, tornando mais fáceis as comparações entre resultados provenientes da aplicação do modelo Ortiz & Lépine e dos resultados encontrados no banco de dados 2MASS. Na figura a seguir encontra-se exemplo desse tipo de gráfico para comparação, onde a linha contínua apresenta o modelo e os pontos indicam as observações da banda K do catálogo 2MASS na longitude de 330 graus e latitude de zero graus. Ressaltamos que no eixo das ordenadas consta o logaritmo do número de contagens.

Comparações semelhantes podem ser feitas a partir das demais versões do programa.

Assim, depois de promover modificações fundamentadas no modelo Ortiz & Lépine, podemos verificar se este descreve bem os dados e prever futuras melhorias que poderiam ser implementadas.

Ainda que os histogramas sejam úteis para visualizar as diferenças entre contagens previstas pelo modelo e contagens obtidas a partir do catálogo 2MASS, sentimos a necessidade de quantificar essas diferenças, inclusive para ter uma idéia melhor de como estas oscilam com a variação de parâmetros. Novamente fizemos uso do χ^2 :

$$\chi^2 = \frac{(rcounts - tcounts)^2}{rcounts} \quad (3.2)$$

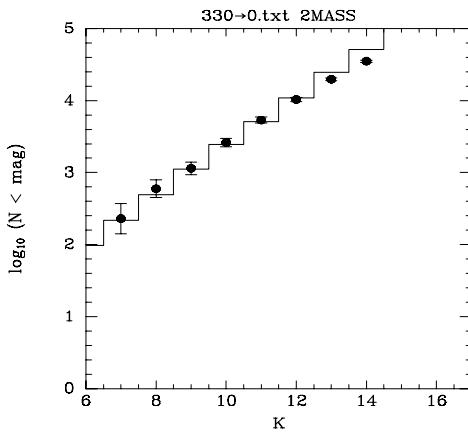


FIGURA 3.5 - Para fazer a comparação entre modelo Ortiz & Lépine e observações existentes no levantamento 2MASS foram utilizados histogramas, onde a linha contínua apresenta os resultados do modelo e os pontos correspondem às observações na banda K. No eixo x constam as magnitudes na banda K e no eixo y estão os valores de $\log N$, em que N são as contagens cumulativas.

em que $tcounts$ é o número de objetos previsto pelo modelo e $rcounts$ é o número de objetos realmente observados.

Depois de escolher um apontamento e uma banda, obtém-se o número de objetos por intervalo de magnitude e essa contagem é cumulativa, isto é, o número de estrelas encontrado na magnitude 16 corresponde à soma dos números encontrados nas magnitudes 16, 15, 14, etc. Da mesma forma, temos o χ^2 para cada faixa de magnitude. Somando esses valores, podemos obter o χ^2 reduzido, simbolizado por χ^2_{red} , que é a soma dos χ^2 dividida pelo número de intervalos de magnitudes em que foram localizados objetos. Logo, ficamos com apenas um valor de χ^2_{red} para cada apontamento por banda.

Na tentativa de ter uma visão geral de como o modelo de comporta em relação às observações em toda a Galáxia, foram montados mapas de cor, que consistem em planilhas bem simples, destacando com cor vermelha as regiões onde o modelo apresenta maiores falhas, seguindo uma seqüência mais ou menos em *degradé* até o verde claro, característico de regiões onde o modelo revela bons resultados.

3.7 Resultados

Os resultados existentes no Capítulo 4 encontram-se em formato igual ao que consta na figura 3.5. O mesmo procedimento foi realizado nas bandas J, H e K.

Optamos também por dispôr as contagens em algumas direções conforme esquema da Figura 3.6, de forma a ver como as comparações entre modelo e observações variam com latitudes e longitudes galácticas. Os três primeiros histogramas são relativos à latitude de -45 graus, as três seguintes relativos ao plano galáctico e os restantes à latitude de 45 graus. As coordenadas $l = 0$ e $b = 0$ localizam o centro galáctico.

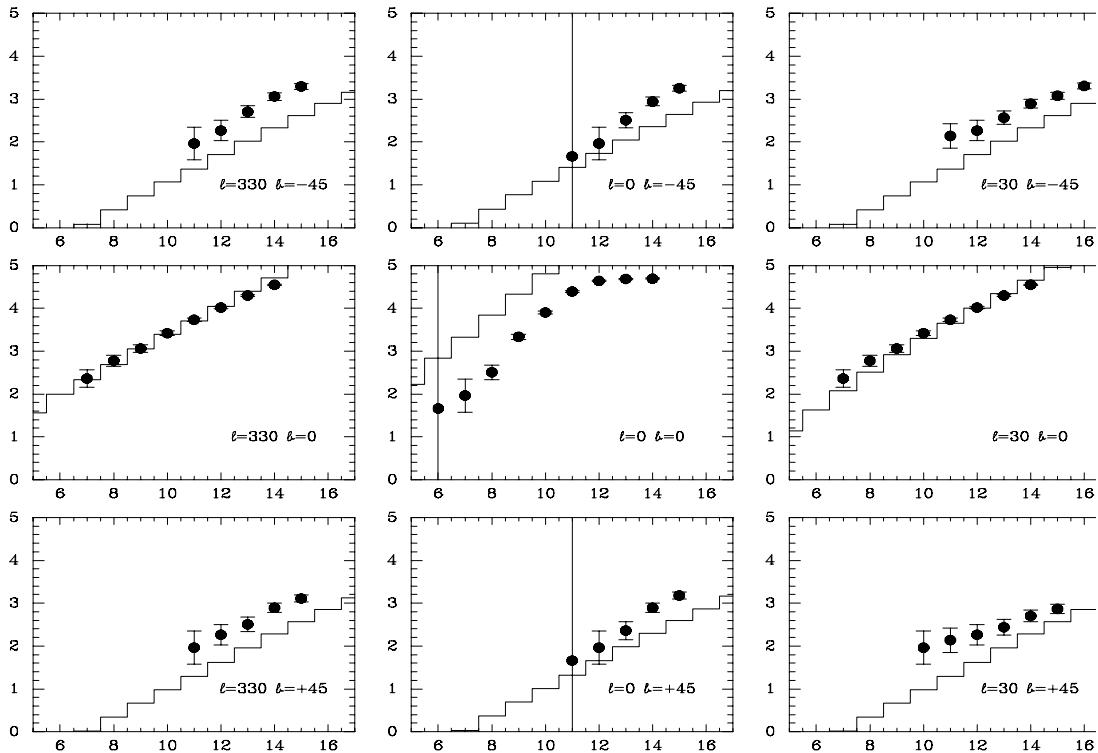


FIGURA 3.6 - Gráficos semelhantes ao da figura 3.1, sendo $\log N$ dado pelo eixo das ordenadas e as magnitudes na banda K dadas no eixo das abcissas. Latitudes e longitudes galácticas correspondentes constam nas figuras.

Os erros associados às contagens cumulativas por intervalo de magnitude dos objetos existentes no catálogo podem, como presenciamos em alguns gráficos, se apresentar bem grandes. Tal fato ocorre quando apenas um objeto é encontrado naquela faixa de magnitudes. Logo, essas barras grandes apenas indicam uma indefinição na forma de calcular o erro.

CAPÍTULO 4

Resultados e Análise

4.1 Parâmetros

Após empregar o método de minimização do χ^2 detalhado no capítulo 3 e varrer a faixa de valores dos parâmetros já citados anteriormente, chegamos aos resultados abaixo:

TABELA 4.1 - Limites da faixa de parâmetros .

Parâmetro	Valor resultante
Escala radial para disco jovem α_r	4991 pc
Escala radial para disco velho α_r	1503 pc
a de Hernquist	1444
Razão bojo disco B/D	0,01101
Parâmetro do esferóide oblato	0,75

É importante salientar que, assim como [Ortiz e Lépine \(1993\)](#), usamos o termo disco espesso (*thick*) para designar o que outros autores chamam de componente *old thin*. Dessa forma, quando dizemos disco velho estamos nos referindo ao disco espesso e quando dizemos disco jovem estamos nos referindo ao disco fino (*thin*).

[Girardi *et al.* \(2005\)](#) encontraram, para o parâmetro de esferóide oblato, o valor de $(0,65 \pm 0,05)$. Já [Reid e Majewski \(1993\)](#) chegaram a $(0,80 \pm 0,05)$, enquanto [Robin *et al.* \(2000\)](#) obtiveram 0,6 e [Chen *et al.* \(2001\)](#) alcançaram o resultado de $(0,55 \pm 0,06)$. Vemos que o valor de parâmetro a que chegamos está de acordo com outros.

Pesquisamos também na literatura estimativas de escalas de comprimento radial para disco espesso e encontramos: (3700 ± 800) pc por [Ojha \(2001\)](#), 3500 pc por [Reid e Majewski \(1993\)](#), (2800 ± 800) pc por [Robin *et al.* \(1996\)](#) e (3000 ± 1500) pc por [Buser *et al.* \(1999\)](#). Para escala de comprimento radial de disco fino obtivemos na busca: (2800 ± 300) pc por [Ojha \(2001\)](#), (3300 ± 600) pc por [Feast \(2000\)](#), (2500 ± 800) pc por [Fux e Martinet \(1994\)](#), (2100 ± 300) pc por [Porcel *et al.* \(1998\)](#) e 2600 pc por [Freudenreich \(1998\)](#). Os valores variam bastante entre si para os dois discos e, portanto, é difícil afirmar se o resultado que obtivemos está em concordância.

4.2 Histogramas

Nas figuras 4.1, 4.2 e 4.3 podemos ver mosaicos de histogramas feitos para nove direções do céu, indicadas pelas coordenadas galácticas l e b em três bandas: J, H e K, respectivamente. Em cada uma das figuras, os três histogramas do meio correspondem ao plano galáctico, enquanto os três histogramas da esquerda e os três da direita correspondem a longitudes existentes em planos paralelos ao galáctico, estando, respectivamente, em latitudes de +30 graus (hemisfério norte) e -30 graus (hemisfério sul). Neles podemos comparar as contagens de estrelas previstas pelo modelo e obtidas através do catálogo 2MASS. Conforme dito antes, a linha cheia corresponde ao modelo e os pontos às observações.

Na banda J, os histogramas apresentam resultados razoáveis, sem grandes diferenças entre previsões e observações. Podemos notar uma tendência em que $rcounts > tcounts$, diminuindo um pouco em faixas de magnitudes maiores. As localizações fora do plano galáctico apresentaram os melhores resultados, embora o histograma correspondente ao centro galáctico ($l=0$ e $b=0$) tenha sido o que apresentou melhor ajuste, principalmente em maiores magnitudes.

Na banda H, novamente os melhores resultados se mantiveram em latitudes não nulas, sendo que podemos observar padrões bem semelhantes aos histogramas na banda J.

Os histogramas na banda K não se mostraram muito diferentes dos anteriores. A característica que mais chama a atenção é o patamar que parece surgir no histograma relativo ao centro galáctico a partir da magnitude 12. Como as contagens de objetos são cumulativas, o surgimento de um valor aproximadamente constante de $\log N$ sugere que N não aumenta conforme passamos a considerar objetos com intensidade mais fraca, isto é, alcançamos o limite de medição de magnitude na direção do centro galáctico. Tal fato pode ser perfeitamente explicado lembrando que a região central da Galáxia apresenta alta densidade de objetos.

4.3 Mapas de cor

Através dos mapas de cor, podemos ter uma visão melhor de como as diferenças entre $tcounts$ e $rcounts$ oscilam em todas as regiões da Galáxia de acordo com a grade que utilizamos e saber em que locais da Galáxia o modelo mais falha. Uma desvantagem da utilização desses mapas é a impossibilidade em saber se previsões

do número de objetos está acima ou abaixo do número de observações, uma vez que utilizamos em sua confecção os valores de χ^2_{red} apenas. Para ter a visão completa de como o modelo se comporta é importante o uso simultâneo dos histogramas e dos mapas de cor.

Nas figuras 4.4, 4.5 e 4.6 constam os mapas de cor relativos às bandas J, H e K. Na primeira coluna estão as latitudes galácticas de -80 graus até +80 graus e na primeira linha estão as longitudes galácticas, dispostas de forma a que o centro galáctico fique localizado no centro do mapa.

Como era esperado inicialmente, os mapas de cores nas bandas J e H indicam que o modelo prediz melhor o número de objetos em latitudes não nulas. Os menores valores de χ^2_{red} estão em $|b| \geq 50$ graus. No entanto, há localizações no plano em que previsão e observação concordam razoavelmente. Exatamente em (0,0), centro galáctico, as diferenças de contagens medidas pelo χ^2_{red} não foram grandes. Ainda assim, os maiores problemas parecem estar nas regiões em torno desse ponto.

Provavelmente o mapa de cores na banda K foi o que apresentou os melhores resultados. Além da boa concordância em latitudes não nulas, exatamente no plano resultado mostrou-se melhor do que nos outros dois mapas. Em três longitudes do plano galáctico, mais especificamente em (110,0), (130,0) e (210,0), os valores de χ^2_{red} se apresentaram bem pequenos.

4.4 Pólos Galácticos

Podemos conferir nas figuras 4.7, 4.8 e 4.9 como as contagens cumulativas de fontes variam com a magnitude em direção ao pólo norte galáctico ($b = 90$ graus) no modelo e nas detecções existentes no catálogo 2MASS para as bandas J, H e K, respectivamente. As contagens foram estimadas para regiões circulares com raio de 5 arcominutos, em conformidade com a busca realizada no banco de dados. O número previsto de objetos encontra-se sinalizado por quadrados, enquanto o número obtido nas observações está indicado por círculos.

Verificamos que as melhores previsões foram geradas para a banda J e que as maiores discrepâncias surgem em magnitudes mais altas, onde as contagens do 2MASS são maiores que as contagens do modelo.

Quando consideramos a direção do pólo sul galáctico ($b = -90$ graus) e realizamos

mesmo procedimento descrito acima, obtivémos as contagens cumulativas de objetos por magnitudes nas bandas J, H e K, que podem ser vistas nas figuras 4.10, 4.11 e 4.12.

O resultado das comparações mostrou-se pior que o obtido na direção do pólo norte. Neste caso, a melhor previsão foi na banda K e novamente as disparidades tornaram-se maiores em magnitudes mais altas, isto é, quando foram considerados objetos mais fracos. A tendência é que as contagens baseadas nas observações predominem sobre as previsões, exceção ocorrendo na menor magnitude obtida pelo 2MASS, o mesmo ocorrendo nas bandas H e K do pólo norte (figuras 4.8 e 4.9).

Analizando os gráficos dos dois pólos em cada uma das bandas, vemos facilmente as desigualdades nas contagens, o que indica diferenças na simetria entre os hemisférios, hipótese reforçada pelos mapas de cor.

A maior dependência das contagens geradas nas direções dos pólos é com o parâmetro B/D. Na maioria dos modelos de Galáxia citados no Capítulo 1 foi utilizado o valor de $B/D = 1/800$. [Guglielmo \(1990\)](#) chegou a resultado maior: $B/D = 1/120$. Utilizando o método de minimização do χ^2 conforme explicado no capítulo 3, chegamos a um resultado de $B/D = 0,01101 \simeq 1/90$, valor bem mais próximo do encontrado por [Guglielmo \(1990\)](#).

4.5 Plano Galáctico

Na figura 4.13 vemos como o $\log N$, onde N é o número de contagens cumulativas de objetos, varia com a longitude no plano galáctico ($b = 0$) para a banda J tanto para o modelo como para as observações. As contagens geradas mostram-se regulares por intervalos, apresentando descontinuidades principalmente em torno de 70 graus, 200 graus, 230 graus e 290 graus. O comportamento das variações das contagens, isto é, descidas e subidas nos valores de $\log N$, para o modelo e para os objetos do 2MASS mostrou-se semelhante, surgindo a maior diferença entre as longitudes 260 e 350 graus. Já para o valor de $\log N$, melhor concordância ocorreu em 0, 120, 210 e 280 graus. Para a maior parte das longitudes, as contagens previstas foram superiores às realmente detectadas.

Para a banda H, variações nas contagens do modelo foram bem menos bruscas, conforme podemos comprovar na figura 4.14. As descontinuidades apareceram entre 10 e 30 graus, 70 graus, 280 graus e entre 330 e 350 graus. Novamente comportamento

das variações das curvas do modelo e 2MASS foi semelhante, surgindo discrepâncias mais significativas entre 30 e 70 graus e entre 280 e 330 graus. Para valores de log N, melhor concordância entre previsões e observações ocorreu em 90 graus e 280 graus. O número de contagens do modelo predominou sobre o número de contagens do 2MASS para a maioria das longitudes.

Para a banda K, variações mostraram-se menos suaves que na banda H e podemos averigüar isso na figura 4.15. As maiores descontinuidades foram entre 20 e 50 graus, entre 90 e 160 graus, em 210 e em 300 graus. O comportamento das variações das curvas foi bem parecido, exceção ocorrendo entre 330 e 350 graus. Quando nos fixamos apenas no valor de log N, melhor concordância entre modelo e previsões foi em 80, 110, 210 e 240 graus.

No trabalho de [Ortiz e Lépine \(1993\)](#), encontramos um resumo das direções tangenciais observadas com diferentes traçadores. Reproduzimos na tabela 4.2 essas indicações. As referências citadas na tabela são: (1)[Weaver \(1970\)](#), (2)[Burton e Shane \(1970\)](#), (3)[Hayakawa *et al.* \(1981\)](#), (4)[Bloemen *et al.* \(1990\)](#), (5)[Lockman \(1979\)](#) e (6)[Ortiz e Lépine \(1993\)](#).

TABELA 4.2 - Direções tangenciais aos braços espirais .

<i>l</i>						Traçador
29 50 284						HI (1) (2)
16	29		332	339	347	2,4 μ m (3)
18	26	285	313	329	340	60 μ m (4)
16		47	305	332		rádio 5 GHz (5)
19	30,1	55,3	278	310	326	337
						vários (6)

Uma vez que os braços espirais consistem em um aumento do número de estrelas com relação aos discos, a detecção dos mesmos pode ser realizada através da observação dos locais onde existem picos no número N de fontes ou em log N. Nas longitudes associadas a esses aumentos de contagens localizam-se direções tangenciais aos braços. Podemos ver na figura 1.4 exemplos dessas direções.

Através dos gráficos das figuras 4.13, 4.14 e 4.15 visualizamos os possíveis braços espirais. Na banda J, de acordo com o levantamento 2MASS, os picos no log N constam nas longitudes 10°, 40°, 70°, 290°, 320° e 340°, além de terem sido notados

máximos locais em 120° e 240° . Já pelos cálculos do modelo, os aumentos ocorrem em 10° , 80° , 100° , 130° , 250° e 270° .

Na banda H, de acordo com o 2MASS, os braços estariam em 40° , 90° , 280° , 320° e 340° . O modelo indica a existência de picos em 10° , 80° , 280° e 350° .

Usando o mesmo procedimento na banda K, encontramos máximos em 50° , 300° , 320° e 340° , enquanto o modelo diz que eles se localizam em 50° , 100° , 120° , 140° , 300° e 350° . Podemos também notar a ocorrência de um platô entre 160° e 200° .

Comparando os picos encontrados nas contagens das bandas do 2MASS com as curvas de variações de log N do modelo, constatamos que é provável que existam braços em 280° e 340° . Já quando observamos com mais atenção os máximos nas contagens das bandas do modelo e a curva de variações de log N do 2MASS, encontramos que a maior probabilidade da existência de braços existe em torno de 90° , em 130° , próximo de 300° e entre 340 e 350° . Levando em conta essas localizações prováveis de braços, concluímos que, diante do quadro que se apresenta, só podemos ter maior certeza da presença de braços através das direções tangenciais 90° , 130° , 280° e 340° .

As direções tangenciais 90° e 130° não coincidem com resultados existentes na tabela 4.2. A direção na longitude 280° pode ser considerada próxima dos resultados obtidos através da utilização de HI, $60\ \mu\text{m}$ como traçadores e com resultado de [Ortiz e Lépine \(1993\)](#), enquanto a direção 340° coincide com resultados obtidos através de $2,4\ \mu\text{m}$, $60\ \mu\text{m}$ e de [Ortiz e Lépine \(1993\)](#).

Dos quatro valores de longitudes a que chegamos, metade coincidem com resultados de [Ortiz e Lépine \(1993\)](#), o que parece razoável, já que empregamos como base o modelo destes. No entanto, pelo mesmo motivo que acabamos de citar, esperávamos encontrar número maior de possíveis direções coincidentes. Por outro lado, na época de elaboração do modelo original, não existiam os grandes bancos de dados com bandas no infravermelho com cobertura espacial completa e boa qualidade fotométrica que temos hoje.

4.6 Longitude $l = 0$

Como era esperado, o valor de log N aumenta bastante quando, mantendo a longitude galáctica constante em $l = 0$, nos aproximamos do plano galáctico, ou seja, o número N de fontes é bem maior em direção ao centro galáctico nas bandas J, H e K. A

visualização de tal afirmação pode ser feita nas figuras 4.16, 4.17 e 4.18.

A concordância entre previsões e observações mostrou-se bem razoável para $|b| > 20$ graus e os formatos das curvas de variações do modelo e das contagens 2MASS ficaram semelhantes para as regiões mais centrais, onde $tcounts$ foram maiores que $rcounts$. Houve também certa assimetria no número de fontes entre os hemisférios galáticos norte e sul, evidenciada nas menores latitudes, e tal desigualdade foi prevista pelo modelo.

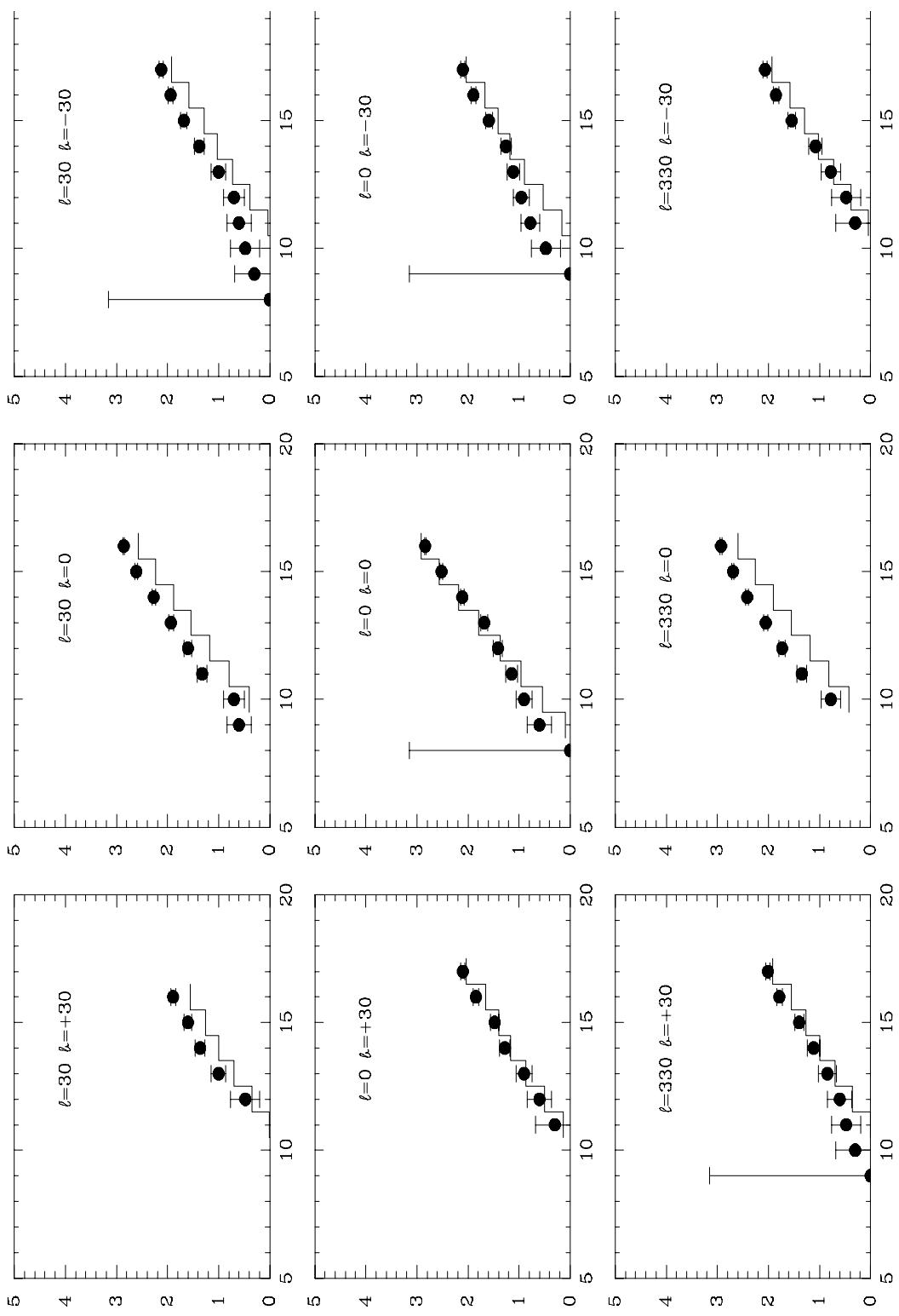


FIGURA 4.1 - Mosaico de histogramas na banda J - Através de um mosaico com alguns dos histogramas podemos ter uma visão mais completa de como as contagens previstas pelo modelo (linha cheia) se relacionam com as contagens obtidas a partir do levantamento 2MASS (pontos) com a variação da magnitude na banda J. No eixo das ordenadas consta o log N, sendo N o número de contagens.

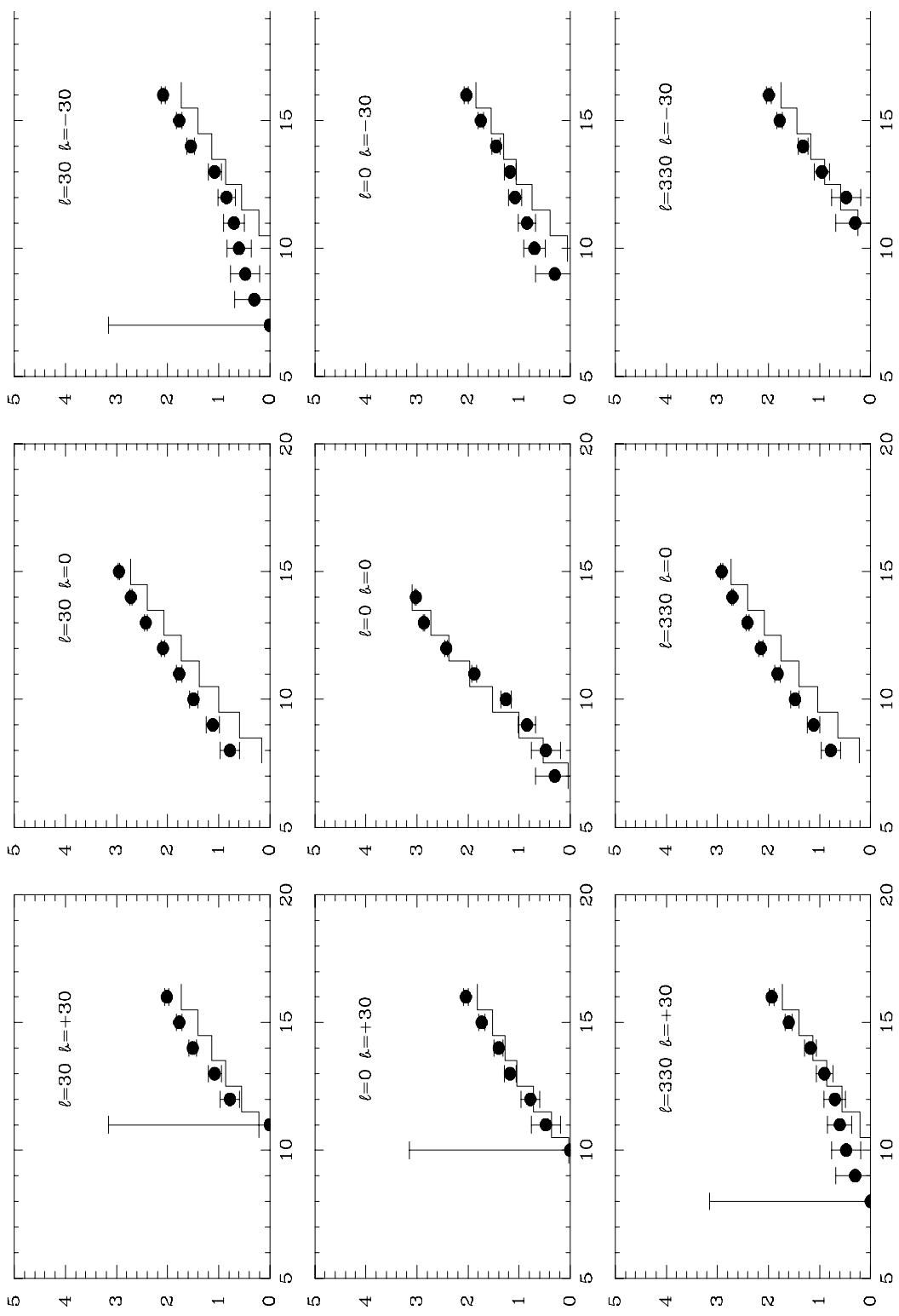


FIGURA 4.2 - Mosaico de histogramas na banda H - Através de um mosaico com alguns dos histogramas podemos ter uma visão mais completa de como as contagens previstas pelo modelo (linha cheia) se relacionam com as contagens obtidas a partir do levantamento 2MASS (pontos) com a variação da magnitude na banda H. No eixo das ordenadas consta o $\log N$, sendo N o número de contagens.

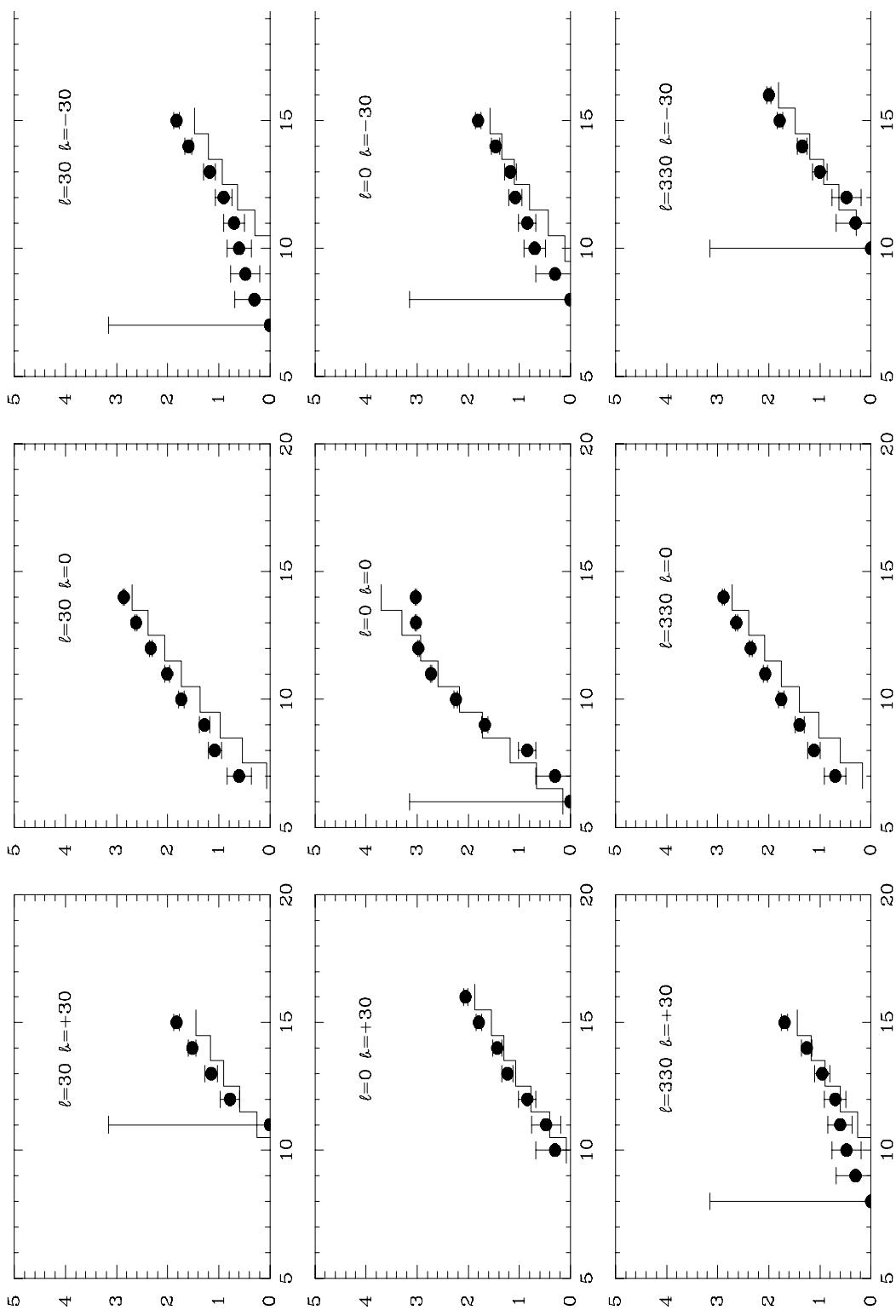


FIGURA 4.3 - Mosaico de histogramas na banda K - Através de um mosaico com alguns dos histogramas podemos ter uma visão mais completa de como as contagens previstas pelo modelo (linha cheia) se relacionam com as contagens obtidas a partir do levantamento 2MASS (pontos) com a variação da magnitude na banda K. No eixo das ordenadas consta o $\log N$, sendo N o número de contagens.

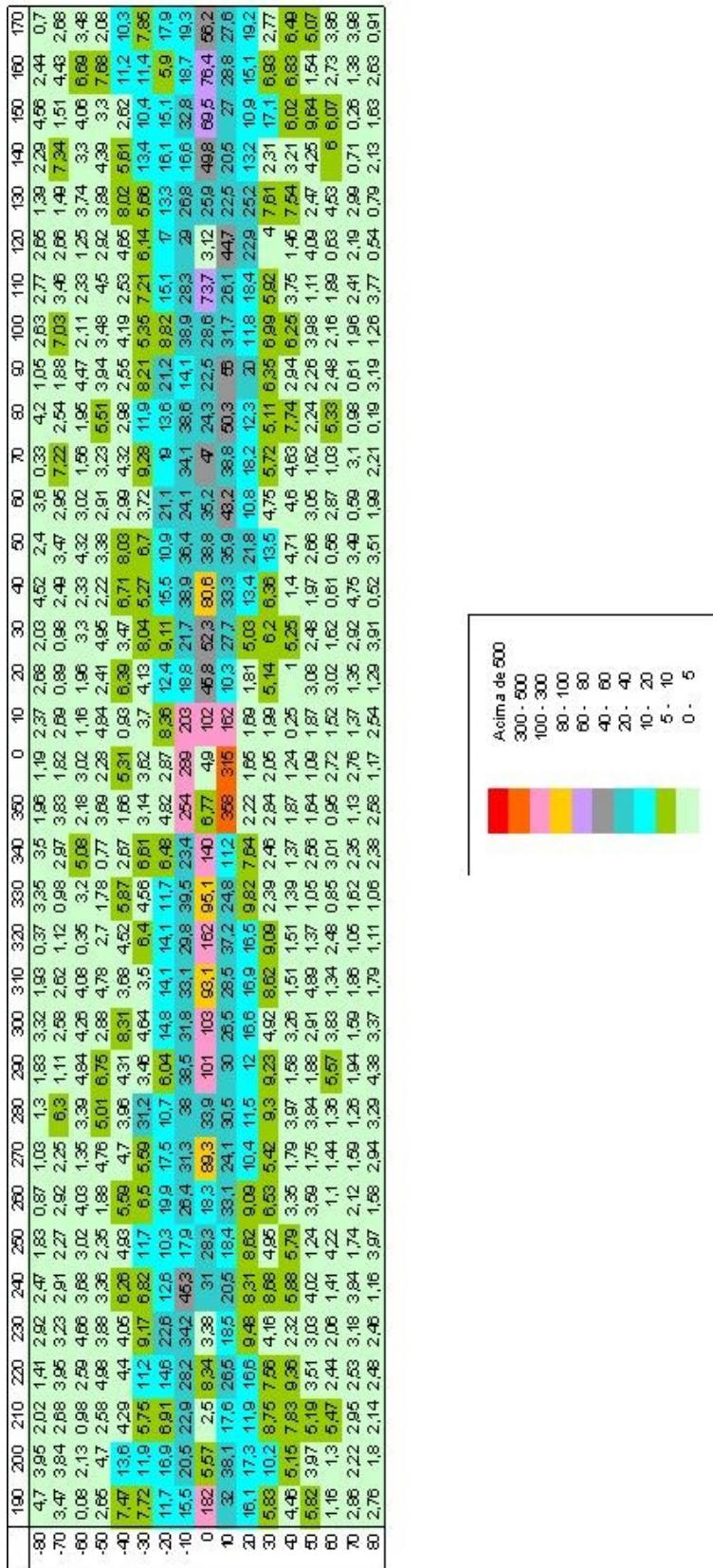


FIGURA 4.4 - Mapa na banda J do χ^2 reduzido para a Galáxia, onde as faixas de valores são indicadas por cores. Valores menores do parâmetro χ indicam maior concordância entre modelo e observações, representados pela cor verde clara, enquanto que os valores mais discrepantes encontram-se sinalizados pela cor vermelha.

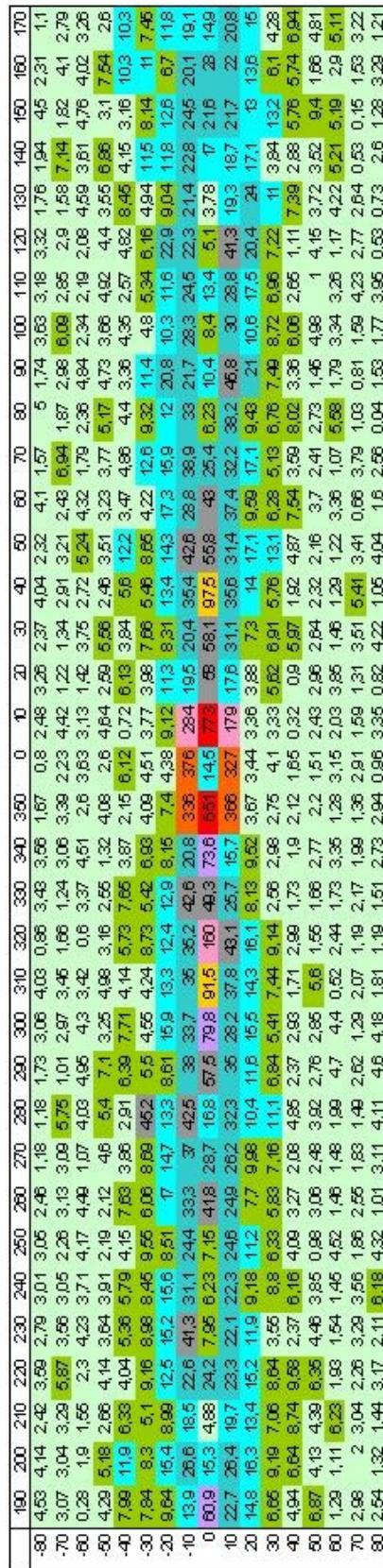


FIGURA 4.5 - Mapa na banda H do χ^2 reduzido para a Galáxia, onde as faixas de valores são indicadas por cores. Valores menores do parâmetro χ indicam maior concordância entre modelo e observações, representados pela cor verde clara, enquanto que os valores mais discrepantes encontram-se sinalizados pela cor vermelha. A legenda é a mesma da figura 4.4

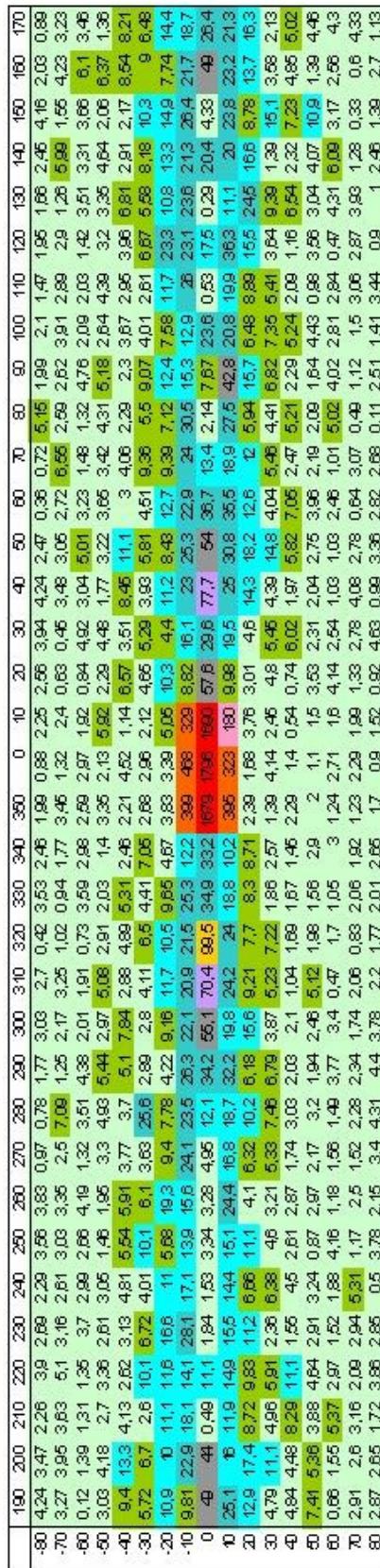


FIGURA 4.6 - Mapa na banda K do χ^2 reduzido para a Galáxia, onde as faixas de valores são indicadas por cores. Valores menores do parâmetro χ indicam maior concordância entre modelo e observações, representados pela cor verde clara, enquanto que os valores mais discrepantes encontram-se sinalizados pela cor vermelha. A legenda é a mesma da figura 4.4

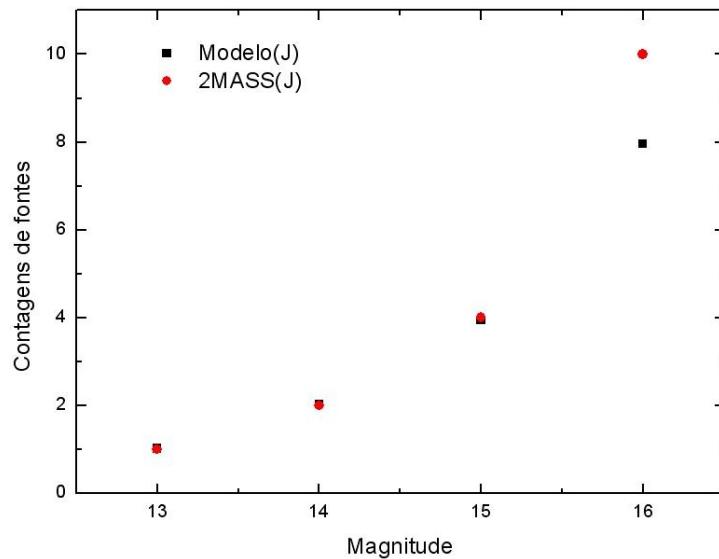


FIGURA 4.7 - Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no pólo norte galáctico para banda J. Podemos ver como o número de contagens de fontes varia no pólo norte galáctico ($b = 90$ graus), tanto para o modelo, indicado pelos quadrados, como para o 2MASS, indicado pelos círculos.

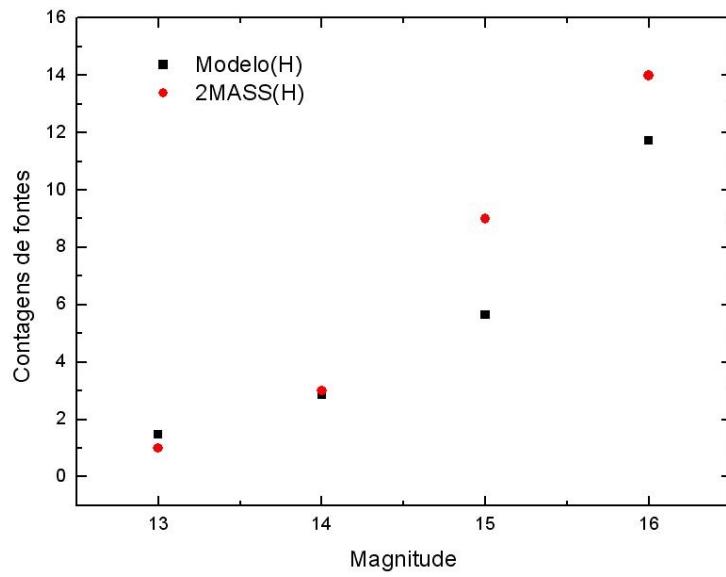


FIGURA 4.8 - Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no pólo norte galáctico para banda H. Podemos ver como o número de contagens de fontes varia no pólo norte galáctico ($b = 90$ graus), tanto para o modelo, indicado pelos quadrados, como para o 2MASS, indicado pelos círculos.

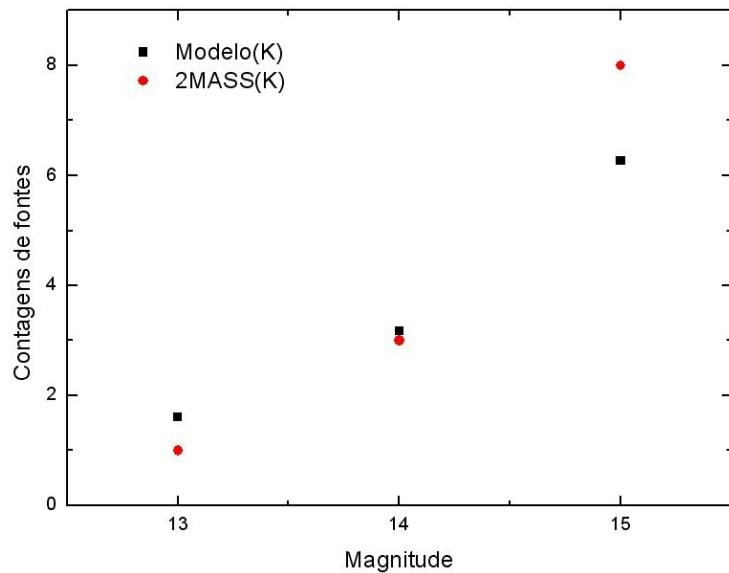


FIGURA 4.9 - Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no pólo norte galáctico para banda K. Podemos ver como o número de contagens de fontes varia no pólo norte galáctico ($b = 90$ graus), tanto para o modelo, indicado pelos quadrados, como para o 2MASS, indicado pelos círculos.

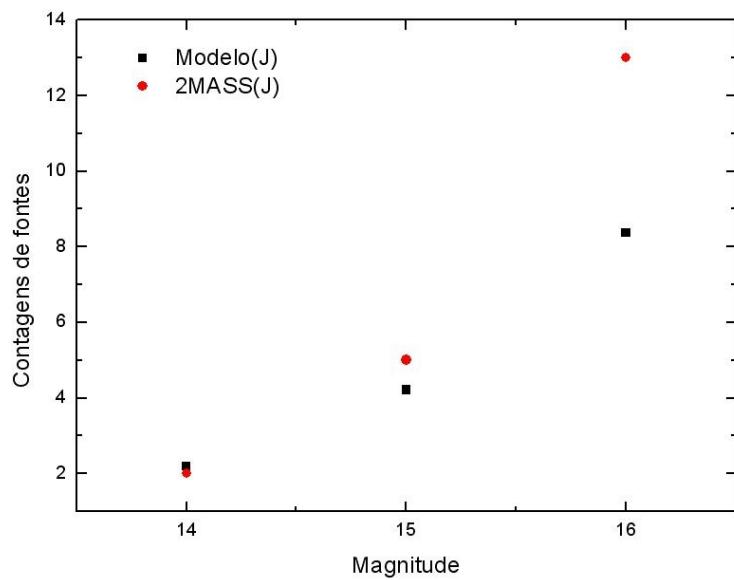


FIGURA 4.10 - Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no pólo sul galáctico para banda J. Podemos ver como o número de contagens de fontes varia no pólo sul galáctico ($b = -90$ graus), tanto para o modelo, indicado pelos quadrados, como para o 2MASS, indicado pelos círculos.

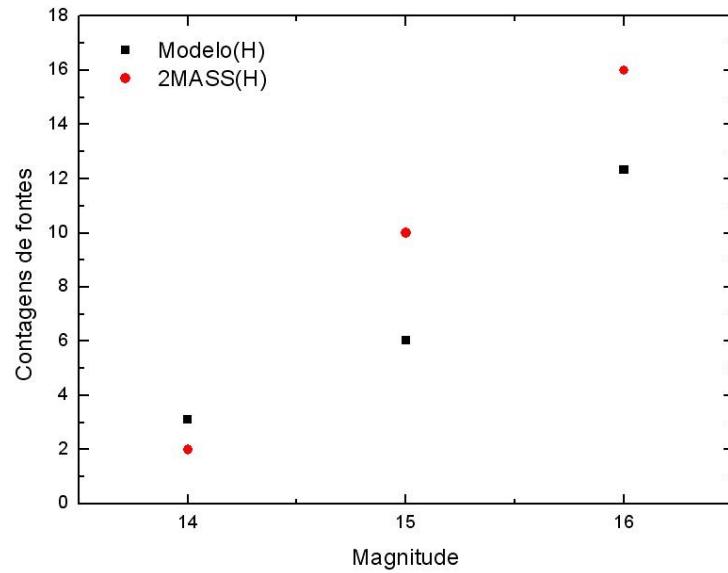


FIGURA 4.11 - Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no pólo sul galáctico para banda H. Podemos ver como o número de contagens de fontes varia no pólo sul galáctico ($b = -90$ graus), tanto para o modelo, indicado pelos quadrados, como para o 2MASS, indicado pelos círculos.

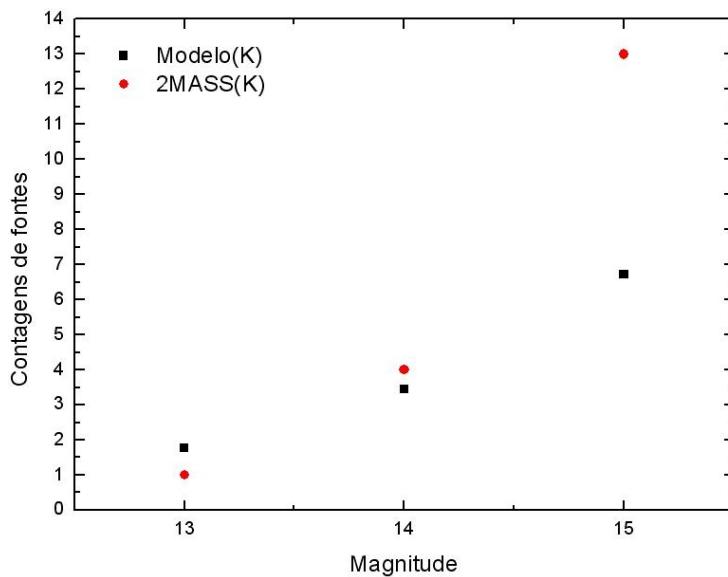


FIGURA 4.12 - Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no pólo sul galáctico para banda K. Podemos ver como o número de contagens de fontes varia no pólo sul galáctico ($b = -90$ graus), tanto para o modelo, indicado pelos quadrados, como para o 2MASS, indicado pelos círculos.

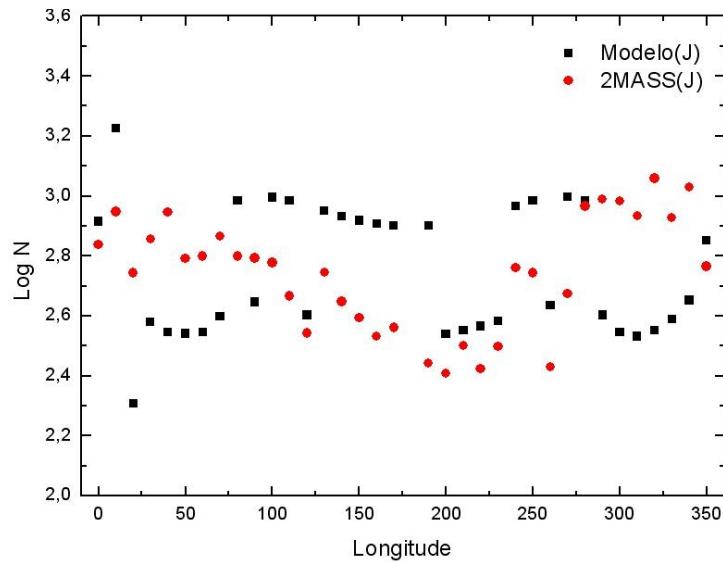


FIGURA 4.13 - Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no plano galáctico para banda J. Podemos ver como o $\log N$, onde N é o número de contagens de fontes, varia no plano galáctico ($b = 0$), tanto para o modelo, indicado pelos quadrados, como para o 2MASS, indicado pelos círculos.

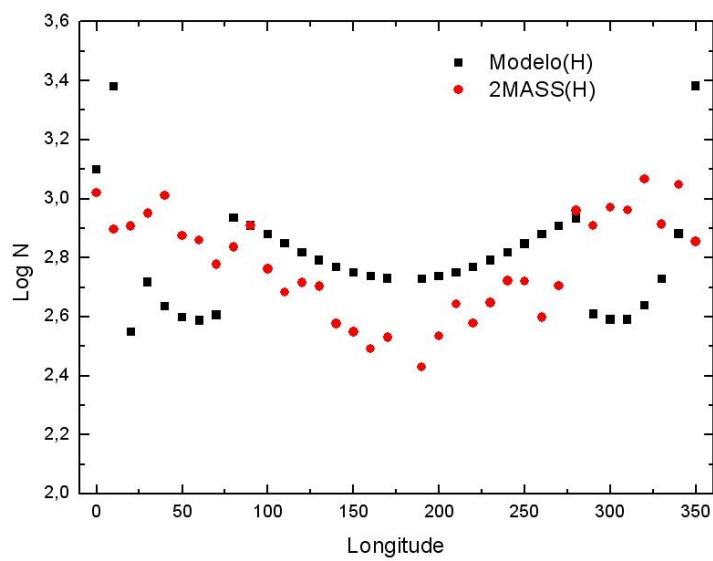


FIGURA 4.14 - Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no plano galáctico para banda H. Podemos ver como o $\log N$, onde N é o número de contagens de fontes, varia no plano galáctico ($b = 0$), tanto para o modelo, indicado pelos quadrados, como para o 2MASS, indicado pelos círculos.

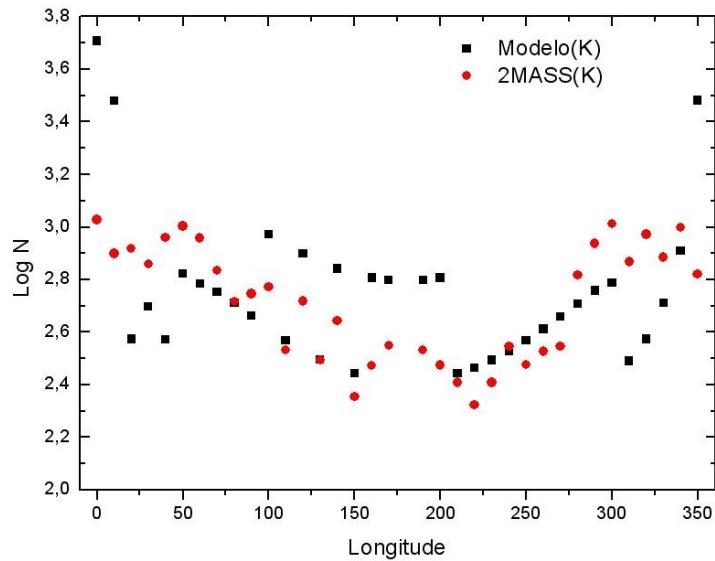


FIGURA 4.15 - Comparação entre modelo e levantamento 2MASS no plano galáctico para banda K. Podemos ver como o $\log N$, onde N é o número de contagens de fontes, varia no plano galáctico ($b = 0$), tanto para o modelo, indicado pelos quadrados, como para o 2MASS, indicado pelos círculos.

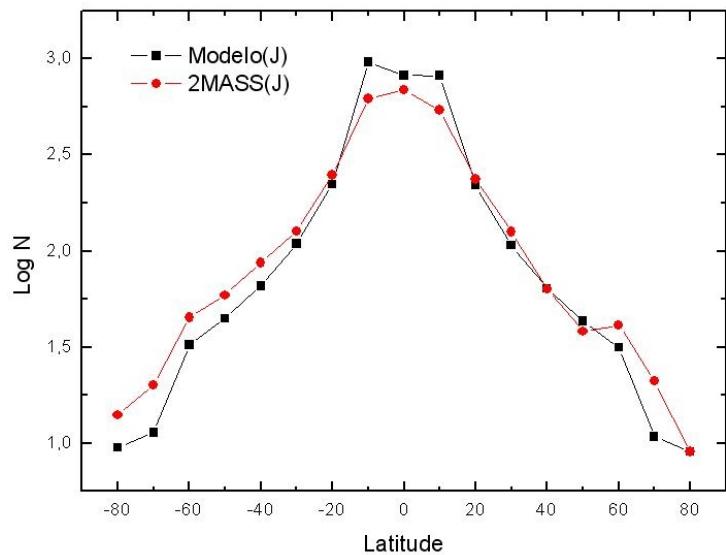


FIGURA 4.16 - Variação das contagens de fontes com a latitude para a banda J. Para $l = 0$, vemos como o $\log N$ varia com a latitude galáctica b para o modelo (quadrados) e para os dados 2MASS (círculos).

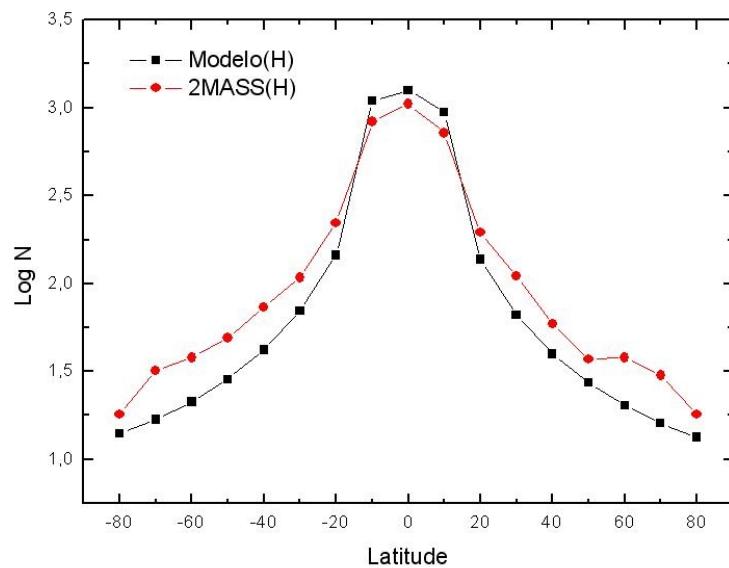


FIGURA 4.17 - Variação das contagens de fontes com a latitude para a banda H. Para $l = 0$, vemos como o $\log N$ varia com a latitude galáctica b para o modelo (quadrados) e para os dados 2MASS (círculos).

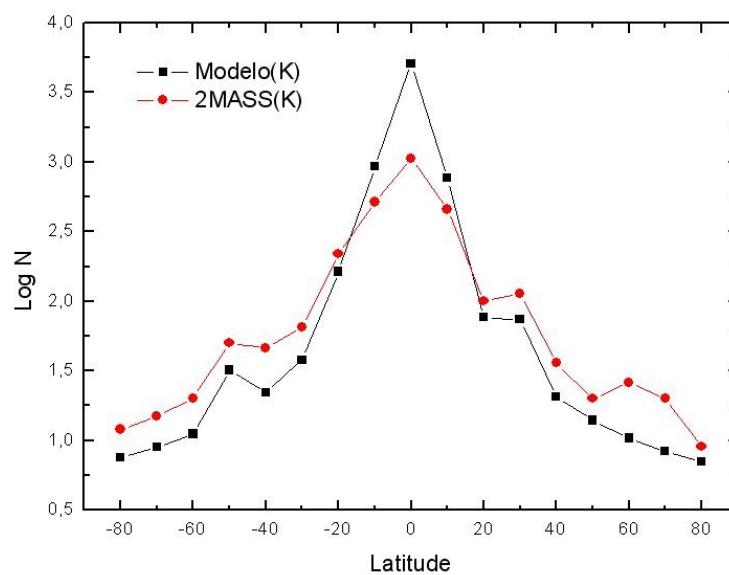


FIGURA 4.18 - Variação das contagens de fontes com a latitude para a banda K. Para $l = 0$, vemos como o $\log N$ varia com a latitude galáctica b para o modelo (quadrados) e para os dados 2MASS (círculos).

CAPÍTULO 5

Considerações Finais

Realizamos modificações no modelo de [Ortiz e Lépine \(1993\)](#) variando a extinção interestelar e encontrando novos valores para parâmetros como escalas de comprimento radial de discos, razão bojo/disco e parâmetro do esferóide oblato através da utilização da técnica de minimização do χ^2 , de forma a prever as contagens de fontes nas bandas J, H e K no infravermelho próximo para todas as direções da Galáxia. Além disso, procuramos uma forma de buscar resultados de contagens de objetos no levantamento 2MASS que permitisse uma comparação razoável com nossas previsões. Utilizamos distribuições de estrelas em cinco componentes: disco, que pode ser classificado como disco fino e disco espesso, sendo que em ambos as densidades de objetos caem exponencialmente nas direções radial e vertical; um esferóide, cuja densidade de estrelas segue a densidade de massa de Hernquist, bem semelhante à lei de Vaucouleurs; braços espirais localizados no plano galáctico e representados por padrão de quatro braços logarítmicos mais o braço local, compostos por estrelas O5-B de todas as classes de luminosidades e supergigantes de todos os tipos espectrais, distribuindo-se de forma gaussiana na direção radial a partir de cada braço; barra, com população semelhante à dos braços e localizada no interior no bojo galáctico; disco intermediário, formado por estrelas de Carbono, com densidade independente do raio e apresentando queda exponencial verticalmente.

Descrevemos a extinção interestelar usando como base a hipótese de que a poeira existente na Via Láctea está bem misturada ao gás e levamos em conta a distribuição do Hidrogênio nas suas formas atômica e molecular.

Para gerar as contagens de estrelas e compará-las com o banco de dados usamos uma grade com intervalos de 10° para as longitudes galácticas e intervalos de 10° também para as latitudes galácticas. Quando tentamos minimizar as diferenças entre as contagens de estrelas previstas e as contagens obtidas das observações encontramos os seguintes novos valores de parâmetros: 4991 pc para a escala de comprimento radial de disco jovem, 1503 pc para escala de comprimento radial de disco velho, 1444 para parâmetro a de Hernquist, 0,01101 para a razão bojo disco B/D e 0,75 para o parâmetro de esferóide oblato.

Montamos histogramas e mapas de cor para as bandas J, H e K para visualizar

melhor as diferenças nas contagens de objetos entre modelo e observações. Os resultados das comparações foram melhores para as latitudes não nulas e os menores valores de χ^2_{red} localizaram-se em $|b| \geq 50^\circ$. As disparidades entre números de objetos existentes no 2MASS e no modelo não foram tão grandes exatamente no centro galáctico e os maiores problemas parecem estar na região central que o circunda. O histograma do CG na banda J apresentou bom ajuste, principalmente nas maiores magnitudes e na banda K houve o aparecimento de um patamar a partir da magnitude 12. Lembrando que as contagens são cumulativas, o patamar indica que não houve a detecção de mais objetos em magnitudes superiores a 12 (objetos relativamente fracos), sendo esse o limite na medição apresentado pelos instrumentos na região do centro galáctico, caracterizada por possuir alta densidade de estrelas. O mapa de cores para a banda K exibiu os menores valores de χ^2_{red} .

Os pólos galácticos foram examinados através de gráficos do número de contagens por intervalos de magnitudes. Os resultados das comparações para o pólo Norte foram melhores do que para o pólo Sul e ambos exibiram assimetrias entre si no número de objetos, seguindo tendência indicada pelos mapas de cores. As previsões do modelo concordaram mais com dados do 2MASS no pólo Norte para a banda J e as diferenças aumentam em magnitudes mais altas, onde $rcounts > tcounts$. O pólo Sul mostrou mais semelhança entre as contagens para a banda K e as disparidades, assim como no pólo Norte, aumentaram com as magnitudes mais altas, onde também $rcounts > tcounts$.

O número de contagens aumenta conforme nos aproximamos do plano galáctico mantendo $l = 0^\circ$, isto é, para os menores valores de latitude galáctica. A concordância entre previsões e observações foi razoável para $|b| > 20^\circ$ e notamos assimetrias nos números de objetos entre os hemisférios, sendo estas previstas pelo modelo. Vimos também que nas regiões mais centrais $tcounts > rcounts$.

No plano galáctico ($b = 0^\circ$), averigüamos como as contagens variam com a longitude galáctica. A banda K apresentou variações mais bruscas nos números de objetos em torno do centro galáctico do que as bandas J e H. Os comportamentos das curvas de variações das contagens obtidas a partir do 2MASS e a partir do modelo foram bem semelhantes entre si para as três bandas. A maior diferença em $\log_{10}N$ entre as comparações foi de 0,6 dex e a tendência foi $tcounts > rcounts$.

Comparando os picos nas contagens do 2MASS e nas contagens previstas nas três

bandas, concluímos que existem direções tangenciais aos braços espirais em 90° , 130° , 280° e 340° . As duas primeiras direções não coincidem com resultados já presentes na literatura e as direções 280° e 340° localizam-se bem próximas de valores já obtidos, incluindo o modelo de [Ortiz e Lépine \(1993\)](#).

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Allen, D. A. Infrared: The new astronomy. New York, Halsted Press, 1975. 228 p., 1975. [25](#)
- Amôres, E. B.; Lépine, J. R. D. Models for Interstellar Extinction in the Galaxy. **Astronomical Journal**, v. 130, p. 659–673, ago. 2005. [53](#)
- Baade, W. The Resolution of Messier 32, NGC 205, and the Central Region of the Andromeda Nebula. **Astrophysical Journal**, v. 100, p. 137–+, Sep 1944. [27](#)
- Bahcall, J. N.; Soneira, R. M. The universe at faint magnitudes. I - Models for the galaxy and the predicted star counts. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 44, p. 73–110, Sep 1980. [25](#), [30](#), [34](#), [35](#), [36](#)
- _____. Comparisons of a standard galaxy model with stellar observations in five fields. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 55, p. 67–99, maio 1984. [33](#)
- Becklin, E. E.; Neugebauer, G. 1.65-19.5-MICRON Observations of the Galactic Center. **Astrophysical Journal**, v. 157, p. L31+, Jul 1969. [27](#)
- Benjamin, R. A.; Churchwell, E.; Babler, B. L.; Bania, T. M.; Clemens, D. P.; Cohen, M.; Dickey, J. M.; Indebetouw, R.; Jackson, J. M.; Kobulnicky, H. A.; Lazarian, A.; Marston, A. P.; Mathis, J. S.; Meade, M. R.; Seager, S.; Stolovy, S. R.; Watson, C.; Whitney, B. A.; Wolff, M. J.; Wolfire, M. G. Glimpse. i. an sirtf legacy project to map the inner galaxy. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 115, p. 953–964, Aug 2003. [46](#), [47](#)
- 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, 1998. [28](#)
- Bloemen, J. B. G. M.; Deul, E. R.; Thaddeus, P. Decomposition of the FIR Milky Way observed by IRAS. **Astronomy and Astrophysics**, v. 233, p. 437–455, jul. 1990. [69](#)
- Bohlin, R. C.; Savage, B. D.; Drake, J. F. A survey of interstellar h i from l-alpha absorption measurements. ii. **Astrophysical Journal, Part 1**, v. 224, p. 132–142, Aug 1978. [41](#)

Burton, W. B.; Shane, W. W. Neutral Hydrogen in the Sagittarius and Scutum Spiral Arms. v. 38, p. 397–+, 1970. [69](#)

Buser, R.; Rong, J.; Karaali, S. The new Basel high-latitude field star survey of the Galaxy. II. The thick disk component: density structure, luminosity function, and metallicity distribution. **Astronomy and Astrophysics**, v. 348, p. 98–112, ago. 1999. [65](#)

Chen, B.; Stoughton, C.; Smith, J. A.; Uomoto, A.; Pier, J. R.; Yanny, B.; Ivezić, Ž.; York, D. G.; Anderson, J. E.; Annis, J.; Brinkmann, J.; Csabai, I.; Fukugita, M.; Hindsley, R.; Lupton, R.; Munn, J. A.; the SDSS Collaboration. Stellar Population Studies with the SDSS. I. The Vertical Distribution of Stars in the Milky Way. **The Astrophysical Journal**, v. 553, p. 184–197, maio 2001. [65](#)

Chester, T. Survey level 1 requirements. **Disponível em:**
<http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/second/doc/requirements.html>,
Acesso em 07/01/2008, June 1997. [47](#)

Claussen, M. J.; Kleinmann, S. G.; Joyce, R. R.; Jura, M. A flux-limited sample of Galactic carbon stars. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 65, p. 385–404, nov. 1987. [43](#)

Cutri, R.; Marsh, K. 2MASS Data Processing. **Disponível em**
http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/allsky/doc/sec4_4b.html,
Acesso em 07/01/2008, Mar 2003. [49](#)

Da Costa, G. S. The structure and stellar content of globular clusters. II - Star counts and main-sequence luminosity functions for 47 Tuc, NGC 6397, and NGC 6752. **Astronomical Journal**, v. 87, p. 990–1011, jul. 1982. [33](#)

de Vaucouleurs, G. General Physical Properties of External Galaxies. **Handbuch der Physik**, v. 53, p. 311–+, 1959. [32](#)

de Vaucouleurs, G.; Buta, R. On the distributions of globular clusters in the Galaxy and in Messier 31. **Astronomical Journal**, v. 83, n. 4, p. 1383–1389, Nov 1978. [32](#)

Dolan, J. F. A Matrix Method of Deriving Stellar Space Densities. **Astronomy and Astrophysics**, v. 35, p. 105–+, Sep 1974. [28](#)

Dwek, E.; Arendt, R. G.; Hauser, M. G.; Kelsall, T.; Lisse, C. M.; Moseley, S. H.; Silverberg, R. F.; Sodroski, T. J.; Weiland, J. L. Morphology, near-infrared luminosity, and mass of the Galactic bulge from COBE DIRBE observations.

Astrophysical Journal, v. 445, p. 716–730, jun. 1995. [43](#)

Einasto, J. Review of publications- the large scale structure of the universe (iau symposium no. 79). **Journal of the Royal Astronomical Society of Canada**, v. 73, p. 170–+, Jun 1979. [33](#)

Feast, M. The local solar motion and the scalelength of the Galactic disc. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 313, p. 596–598, abr. 2000. [65](#)

Freudenreich, H. T. A COBE Model of the Galactic Bar and Disk. **Astrophysical Journal**, v. 492, p. 495–+, jan. 1998. [65](#)

Fux, R.; Martinet, L. The disc scale length of the Galaxy. **Astronomy and Astrophysics**, v. 287, p. L21–L24, jul. 1994. [65](#)

Garwood, R.; Jones, T. J. Modeling the Milky Way in the infrared. **Publications of Astronomical Society of the Pacific**, v. 99, p. 453–460, jun. 1987. [30](#)

Georgelin, Y. M.; Georgelin, Y. P. The spiral structure of our galaxy determined from h ii regions. **Astronomy and Astrophysics**, v. 49, n. 1, p. 57–79, May 1976. [35](#)

Gilmore, G.; Reid, N. New light on faint stars. III - Galactic structure towards the South Pole and the Galactic thick disc. **Monthly Notices of Royal Astronomical Society**, v. 202, p. 1025–1047, mar. 1983. [33](#)

Girardi, L.; Groenewegen, M. A. T.; Hatziminaoglou, E.; da Costa, L. Star counts in the Galaxy. Simulating from very deep to very shallow photometric surveys with the TRILEGAL code. **Astronomy and Astrophysics**, v. 436, p. 895–915, jun. 2005. [65](#)

Guglielmo, F. **Publications de L'Observatoire de Paris**, Jun 1990. [68](#)

Hayakawa, S.; Matsumoto, T.; Murakami, H.; Uyama, K.; Thomas, J. A.; Yamagami, T. Distribution of near infrared sources in the galactic disk. **Astronomy and Astrophysics**, v. 100, p. 116–123, jul. 1981. [69](#)

- Hernquist, L. An analytical model for spherical galaxies and bulges. **Astrophysical Journal, Part 1**, v. 356, p. 359–364, Jun 1990. [38](#)
- Ishida, K.; Mikami, T. Surface brightness and colors of the galactic disk. **Publications of the Astronomical Society of Japan**, v. 34, p. 89–98, 1982. [40](#)
- Jones, T. J.; Ashley, M.; Hyland, A. R.; Ruelas-Mayorga, A. A search for the infrared counterpart of type II OH masers. I - A model for the IR background source confusion. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 197, p. 413–428, nov. 1981. [29](#)
- Kormendy, J. Brightness distributions in compact and normal galaxies. II - Structure parameters of the spheroidal component. **Astrophysical Journal**, v. 218, p. 333–346, dez. 1977. [32](#)
- Lindblad, B. **Meddelanden fran Astronomiska Observatorium Uppsala**, v. 11, 1926. [30](#)
- Lockman, F. J. The distribution of dense H II regions in the inner galaxy. **Astrophysical Journal**, v. 232, p. 761–781, set. 1979. [69](#)
- McCrea, W. H.; McNally, D. The formation of Population I stars, II. The formation of molecular hydrogen in interstellar matter. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 121, p. 238–+, 1960. [41](#)
- Ojha, D. K. Radial scalelengths of the galactic thin and thick disc with 2MASS data. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 322, p. 426–432, abr. 2001. [65](#)
- Ortiz, R.; Lépine, J. R. D. A model of the Galaxy for predicting star counts in the infrared. **Astronomy and Astrophysics**, v. 279, n. 1, p. 90–106, Nov 1993. [13](#), [25](#), [29](#), [37](#), [38](#), [40](#), [42](#), [43](#), [55](#), [65](#), [69](#), [70](#), [85](#), [87](#)
- Porcel, C.; Garzon, F.; Jimenez-Vicente, J.; Battaner, E. The radial scale length of the Milky Way. **Astronomy and Astrophysics**, v. 330, p. 136–138, fev. 1998. [65](#)
- Reid, N.; Majewski, S. R. Star counts redivivus. I - A new look at the galaxy at faint magnitudes. **Astrophysical Journal**, v. 409, p. 635–662, jun. 1993. [65](#)
- Robin, A.; Creze, M. Stellar populations in the milky way - a synthetic model. **Astronomy and Astrophysics**, v. 157, n. 1, p. 71–90, Mar 1986. [25](#), [33](#), [34](#)

Robin, A. C.; Haywood, M.; Creze, M.; Ojha, D. K.; Bienayme, O. The thick disc of the Galaxy: sequel of a merging event. **Astronomy and Astrophysics**, v. 305, p. 125–+, jan. 1996. [65](#)

Robin, A. C.; Reylé, C.; Crézé, M. Early galaxy evolution from deep wide field star counts. I. The spheroid density law and mass function. **Astronomy and Astrophysics**, v. 359, p. 103–112, jul. 2000. [65](#)

Sanders, D. B.; Solomon, P. M.; Scoville, N. Z. Giant molecular clouds in the galaxy. i - the axisymmetric distribution of h2. **Astrophysical Journal, Part 1**, v. 276, p. 182–203, Jan 1984. [41](#), [42](#)

Schmidt, M. The mass of the galactic halo derived from the luminosity function of high-velocity stars. **Astrophysical Journal**, v. 202, p. 22–29, nov. 1975. [31](#)

Skrutskie, M. F.; Cutri, R. M.; Stiening, R.; Weinberg, M. D.; Schneider, S.; Carpenter, J. M.; Beichman, C.; Capps, R.; Chester, T.; Elias, J.; Huchra, J.; Liebert, J.; Lonsdale, C.; Monet, D. G.; Price, S.; Seitzer, P.; Jarrett, T.; Kirkpatrick, J. D.; Gizis, J. E.; Howard, E.; Evans, T.; Fowler, J.; Fullmer, L.; Hurt, R.; Light, R.; Kopan, E. L.; Marsh, K. A.; McCallon, H. L.; Tam, R.; Van Dyk, S.; Wheelock, S. The Two Micron All Sky Survey (2MASS). **Astronomical Journal**, v. 131, p. 1163–1183, fev. 2006. [46](#)

Trumpler, R. J. Absorption of Light in the Galactic System. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 42, n. 248, p. 214–227, Aug 1930. [26](#)

van de Hulst, H. C. Theory of absorption lines in the atmosphere of the Earth. **Annales d'Astrophysique**, v. 8, p. 1–+, jan. 1945. [41](#)

Wainscoat, R. J.; Cohen, M.; Volk, K.; Walker, H. J.; Schwartz, D. E. A model of the 8-25 micron point source infrared sky. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 83, n. 1, p. 111–146, Nov 1992. [25](#), [29](#), [33](#), [34](#), [36](#), [37](#)

Weaver, H. Spiral Structure of the Galaxy Derived from the Hat Creek Survey of Neutral Hydrogen. v. 38, p. 126–+, 1970. [69](#)

Wielen, R. The kinematics and ages of stars in Gliese's catalogue. **Highlights of Astronomy**, v. 3, p. 395–407, 1974. [31](#)

Young, P. J. Tables of functions for a spherical galaxy obeying the 7-1/1 law in projection. **Astronomical Journal**, v. 81, p. 807–+, out. 1976. [32](#)

