



UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA  
DEPARTAMENTO DE FÍSICA  
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

ÉVERTON BOTAN

**IDENTIFICAÇÃO DE ESTRELAS VARIÁVEIS NO VVV E INVESTIGAÇÃO DE  
ESTRUTURAS NO BOJO GALÁCTICO**

Florianópolis  
2021

ÉVERTON BOTAN

**IDENTIFICAÇÃO DE ESTRELAS VARIÁVEIS NO VVV E INVESTIGAÇÃO DE  
ESTRUTURAS NO BOJO GALÁCTICO**

Tese submetida ao Programa de Pós-Graduação  
em Física da Universidade Federal de Santa Ca-  
tarina para a obtenção do título de doutor em Física  
- Astrofísica.

Orientador: Prof. Dr. Roberto Kalbusch Saito

Coorientador: Prof. Dr. Antônio Nemer Kanaan Neto

Florianópolis

2021

Ficha de identificação da obra elaborada pelo autor,  
através do Programa de Geração Automática da Biblioteca Universitária da UFSC.

Botan, Everton

Identificação de estrelas variáveis no VVV e investigação  
de estruturas no bojo Galáctico / Everton Botan ;  
orientador, Roberto Kalbusch Saito, coorientador, Antônio  
Nemer Kanaan Neto, 2021.

141 p.

Tese (doutorado) - Universidade Federal de Santa  
Catarina, Centro de Ciências Físicas e Matemáticas,  
Programa de Pós-Graduação em Física, Florianópolis, 2021.

Inclui referências.

1. Física. 2. Estrelas variáveis: RR Lyrae. . 3.  
Galáxia: populações estelares. . 4. Galáxia: estruturas na  
Via Láctea. . 5. Levantamento: VVV. I. Saito, Roberto  
Kalbusch . II. Kanaan Neto, Antônio Nemer. III.  
Universidade Federal de Santa Catarina. Programa de Pós  
Graduação em Física. IV. Título.

ÉVERTON BOTAN

**IDENTIFICAÇÃO DE ESTRELAS VARIÁVEIS NO VVV E INVESTIGAÇÃO DE  
ESTRUTURAS NO BOJO GALÁCTICO**

O presente trabalho em nível de doutorado foi avaliado e aprovado por banca  
examinadora composta pelos seguintes membros:

Prof. Dr. Daniel Ruschel Dutra  
Universidade Federal de Santa Catarina

Prof. Dr. Jacques Raymond Daniel Lepine  
Universidade de São Paulo

Prof. Dr. Helio Jaques Rocha-Pinto  
Universidade Federal do Rio de Janeiro

Certificamos que esta é a **versão original e final** do trabalho de conclusão que foi  
julgado adequado para obtenção do título de doutor em Física - Astrofísica.

---

Prof. Dr. Paulo Henrique Souto Ribeiro  
Coordenador do Programa

---

Prof. Dr. Roberto Kalbusch Saito  
Orientador

---

Prof. Dr. Antônio Nemer Kanaan Neto  
Coorientador

Florianópolis, 29 de outubro de 2021.

*Aos meus queridos pais.*

## **AGRADECIMENTOS**

À Universidade Federal de Mato Grosso, à Universidade Federal de Santa Catarina e ao Programa de Pós Graduação em Física por possibilitarem a oportunidade de cursar Doutorado em Física.

Aos meus pais por sempre me apoiar e incentivar.

Ao meus orientadores, professor Roberto Saito e professor Antônio Kanaan, pela extraordinária paciência e dedicação.

À Ana Clarissa pelo empurrão de buscar o doutorado em Astronomia; por me fazer aproveitar Floripa, a areia o mar e suas trilhas; por estar presente sempre que precisei.

Ao meu irmão, Jonas, e aos amigos professor Mazílio Malavazi, Marlon Custódio, Rodrigo Lolato, Gabriel Duarte, Roberto Kammers, Thiago Ferreira pelo apoio constante durante esses anos.

Aos professores do programa pelos ensinamentos e contribuições com a minha formação acadêmica.

Aos meus colegas do programa e do laboratório de Astrofísica pelo convívio e experiências extraordinárias.

Às comunidades Python de Físicos, Matemáticos e Astrofísicos pelo desenvolvimento constante de bibliotecas como Astropy, PyAstronomy, Pandas, Numpy, Scipy, sem as quais esse trabalho seria ainda mais difícil.

*Boas Ionjuras, Alice.*

## RESUMO

A maior parte do nosso conhecimento sobre a estrutura da Via Láctea vem do estudo de estrelas variáveis. As Cefeidas e RR Lyrae são os tipos mais utilizados para a obtenção de distâncias e propriedades de populações estelares. Com o objetivo de levantar variáveis e buscar por estruturas no bojo Galáctico desenvolvemos um algoritmo para identificar e classificar RR Lyrae e binárias eclipsantes, num processo semiautomático, usando as características distintivas das curvas de luz. A investigação foi realizada na região interna do bojo Galáctico, numa área de 13,4 graus quadrados, entre as coordenadas Galácticas  $1,68^\circ < l < 7,53^\circ$  e  $-3,73^\circ < b < -1,44^\circ$ , correspondendo aos tiles b293 a b296 e b307 a b310 do VVV. Classificamos com precisão 212 novas binárias eclipsantes e 67 novas RR Lyrae. As novas binárias eclipsantes não estão distribuídas uniformemente pelo campo, mas se concentram num pequeno canto da região onde a extinção é severa. Além disso, as binárias aparecem principalmente ao longo da parte frontal do disco (*foreground disk*), mas com algumas sobre a região do bojo Galáctico. Já as RR Lyrae parecem seguir uma distribuição esférica em torno do centro Galáctico, seguindo uma distribuição de pico simples, centrado em aproximadamente 8 kpc do Sol. As RR Lyrae não seguem as distribuições das Red Clumps que caracterizam a barra e a estrutura em forma de X do bojo. Também observamos que as RR Lyrae da região mais interna do bojo apresentam períodos mais curtos que as do halo Galáctico. Isso pode indicar que as RR Lyrae da região mais interna do bojo são mais ricas em metais que as RR Lyrae do halo. Também calculamos a distância até os aglomerados NGC 6544, Djorg 2, Terzan 9 e Terzan 10 usando as RR Lyrae dentro de  $3 \times$  o raio de meia massa de cada aglomerado. NGC 6544, Djorg 2 e Terzan 10 aparecem além de 8 kpc. Terzan 10, inclusive, parece pertencer ao braço espiral "Far 3 kpc arm". A análise da distribuição esférica das RR Lyrae nesta pequena porção do céu contradiz resultados do óptico, que apresenta fortes indícios de uma distribuição elipsoidal. No entanto, nossos resultados são consistentes com outros trabalhos similares realizados no infravermelho para outras regiões da Galáxia. A extensão desse levantamento para todo o bojo, em especial para as regiões inexploradas, poderia consolidar esses resultados.

**Palavras-chave:** estrelas variáveis: RR Lyrae. Galáxia: populações estelares. Galáxia: estruturas na Via Láctea. Levantamento: VVV

## ABSTRACT

Most of our knowledge about the structure of the Milky Way comes from the study of variable stars. Cepheid and RR Lyrae are the types most used to obtain distances and properties of stellar populations. In order to raise variables and search for structures in the Galactic bulge, we developed an algorithm to identify and classify RR Lyrae and eclipsing binaries, in a semi-automatic process, using the distinctive features of their light curves. The investigation was carried out in the inner region of the Galactic bulge, in an area of 13.4 square degrees, between the Galactic coordinates  $1.68^\circ < l < 7.53^\circ$  and  $-3.73^\circ < b < -1.44^\circ$ , corresponding to tiles b293 to b296 and b307 to b310 of the VVV. We have accurately classified 212 new eclipsing binaries and 67 new RR Lyrae. The new eclipsing binaries are not evenly distributed across the field, but are concentrated in a small corner of the region where extinction is severe. Also, binaries appear mainly along the foreground disk, but with some over the Galactic bulge region. RR Lyrae, on the other hand, seem to follow a spherical distribution around the Galactic center, following a simple peak distribution, centered at approximately 8 kpc from the Sun. The RR Lyrae do not follow the Red Clumps distribution that characterize the bar and the X-shaped structure of the bulge. We also observed that the RR Lyrae of the innermost region of the bulge have shorter periods than those of the Galactic halo. This may indicate that the RR Lyrae from the innermost region of the bulge are richer in metals than the RR Lyrae from the halo. We also calculate the distance to clusters NGC 6544, Djorg 2, Terzan 9 and Terzan 10 using the RR Lyrae within  $3 \times$  the half-mass radius of each cluster. NGC 6544, Djorg 2 and Terzan 10 appear beyond 8 kpc. Terzan 10, inclusive, seems to belong to the spiral arm "Far 3 kpc arm". The analysis of the spherical distribution of the RR Lyrae in this small portion of the sky contradicts optical results, which show strong evidence of an ellipsoidal distribution. However, our results are consistent with other similar work carried out in infrared for other regions of the Galaxy. The extension of this survey to the whole bulge, especially to unexplored regions, could consolidate these results.

**Keywords:** variable stars: RR Lyrae. Galaxy: stellar populations. Galaxy: structures in the Milky Way. Survey: VVV

## LISTA DE FIGURAS

Figura 1 – Efeito de paralaxe . . . . .	18
Figura 2 – Diagrama Hertzsprung-Russell . . . . .	19
Figura 3 – Relação PL para as Cefeidas . . . . .	21
Figura 4 – Estrelas do nosso sistema no universo de Wright . . . . .	23
Figura 5 – Mapa da Via Láctea de Willian Herschel. . . . .	24
Figura 6 – Distribuição espacial dos aglomerados globulares . . . . .	27
Figura 7 – A estrutura local dos braços espirais . . . . .	29
Figura 8 – Mapa de emissão HI em 21 cm . . . . .	30
Figura 9 – Braços espirais de M51 e da Via Láctea . . . . .	31
Figura 10 – Recorte do mapa da Via Láctea realizado pelo projeto 2MASS. . . . .	31
Figura 11 – Visão atual da Via Láctea . . . . .	33
Figura 12 – Distribuição de diferentes estrelas pulsantes no diagrama HR. . . . .	35
Figura 13 – Classes de curvas de luz das BEs. . . . .	37
Figura 14 – Exemplares de curvas de luz de estrelas RRab e RRc . . . . .	39
Figura 15 – Exemplares de curvas de luz de estrelas RRab em U, B, V, I e K . . . . .	40
Figura 16 – Dicotomia de Oosterhoff . . . . .	41
Figura 17 – Ausência da dicotomia de Oosterhoff em outros sistemas . . . . .	42
Figura 18 – DCM e diagrama HR do ramo horizontal . . . . .	42
Figura 19 – Magnitude aparente <i>versus</i> período para estrelas RRL . . . . .	43
Figura 20 – Relações PL em diferentes bandas . . . . .	44
Figura 21 – Distribuição de abundância de metais das RRL locais . . . . .	45
Figura 22 – Mapa de metalicidade . . . . .	46
Figura 23 – Relação entre [Fe/H] e log P para RRL . . . . .	47
Figura 24 – Comparação entre a metalicidade observada e estimada . . . . .	48
Figura 25 – Histograma da região das RC . . . . .	51
Figura 26 – Diagrama Cor-Magnitude das RC para J e Ks . . . . .	52
Figura 27 – Diagrama Cor-Magnitude das RC para H e Ks . . . . .	53
Figura 28 – Área e numeração dos tiles do VVV . . . . .	55
Figura 29 – Área dos tiles b293 a b296 e b307 a b310. . . . .	57
Figura 30 – Critério de seleção do indicador de variabilidade. . . . .	58
Figura 31 – Sobreposição dos CCDs durante o <i>pawprint</i> . . . . .	59
Figura 32 – Gráfico da amplitude em função da frequência. . . . .	60
Figura 33 – Intervalos de frequência e amplitude do primeiro harmônico. . . . .	60
Figura 34 – Locus das RRab no diagrama $R_{21}$ versus $\phi_{21}$ . . . . .	61
Figura 35 – Comparação das curvas de luz de uma binária eclipsante . . . . .	62
Figura 36 – Distribuição do coeficiente $R^2$ . . . . .	63
Figura 37 – Exemplares de curvas de luz das Binárias Eclipsantes . . . . .	64

Figura 38 – Exemplo de RRL identificada por inspeção visual. . . . .	65
Figura 39 – Fluxograma do método . . . . .	66
Figura 40 – Exemplo de curva de luz com classificação anterior de RRL. . . . .	67
Figura 41 – Comparação dos períodos das RRL com catálogos . . . . .	69
Figura 42 – Comparação dos períodos identificados. . . . .	71
Figura 43 – Diagrama cor magnitude . . . . .	72
Figura 44 – Diagrama cor magnitude gerado a partir do modelo do Trilegal . . . . .	73
Figura 45 – Distâncias do Gaia para as BEs . . . . .	74
Figura 46 – Imagens do VVV das BEs mais vermelhas . . . . .	75
Figura 47 – Diagrama de Bailey das RR Lyrae . . . . .	78
Figura 48 – Distribuição de metalicidades das RRL . . . . .	80
Figura 49 – Histograma da magnitude $K_s$ das RRL . . . . .	82
Figura 50 – Posição das RRL no DCM . . . . .	83
Figura 51 – Posição das RRL no DCM . . . . .	84
Figura 52 – As duas componentes em cor nas RC do tile b309. . . . .	86
Figura 53 – Histogramas das distâncias das RRL . . . . .	88
Figura 54 – Histogramas das distâncias das RRL ao CG . . . . .	89
Figura 55 – DCM dos aglomerados globulares . . . . .	91
Figura 56 – Vista superior da distribuição espacial das RRL . . . . .	94
Figura 57 – Projeção das RRL sobre o mapa da Via Láctea . . . . .	95
Figura 58 – Projeção das RRL sobre o mapa da Via Láctea em escala maior . . . . .	96
Figura 59 – Exemplo de aplicação do Periodograma . . . . .	116
Figura 60 – Transformada de Fourier de um sinal contínuo . . . . .	121
Figura 61 – Largura da janela e a largura dos picos no periodograma . . . . .	122
Figura 62 – Critério de amostragem de Nyquist . . . . .	123
Figura 63 – Espaçamento entre as medidas - caso bem amostrado . . . . .	124
Figura 64 – Espaçamento entre as medidas - caso subamostrado . . . . .	125
Figura 65 – Espaçamento entre as medidas - caso de amostragem mínima . . . . .	126
Figura 66 – Efeito da amostragem não uniforme . . . . .	128
Figura 67 – Decomposição das coordenadas galácticas para cartesianas . . . . .	139
Figura 68 – Determinação da posição das RC no DCM . . . . .	140

## LISTA DE TABELAS

Tabela 1 – BEs encontradas por tile. . . . .	68
Tabela 2 – RRL encontradas por tile. . . . .	69
Tabela 3 – VNCs encontradas por tile. . . . .	70
Tabela 4 – As binárias eclipsantes mais vermelhas. . . . .	75
Tabela 5 – Distâncias aos aglomerados globulares. . . . .	90
Tabela 6 – Aglomerados Globulares presentes nos tiles. . . . .	92
Tabela 7 – Crossmatch das RRL e BEs com os aglomerados globulares. . . . .	92
Tabela 8 – Visualização de alguns pares de Fourier . . . . .	119
Tabela 9 – Dados gerais sobre as novas BEs . . . . .	132
Tabela 10 – Dados gerais sobre as novas RRL . . . . .	137

## LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

BE	Binária Eclipsante
BEAM	Bulge Extinction And Metallicity Calculator
BG	Bojo Galáctico
CG	Centro Galáctico
DCM	Diagrama Cor Magnitude
FAP	Probabilidade de Alarme Falso
GNM	Grande Nuvem de Magalhães
HR	Hertzprung-Russel
IMF	Função Inicial de Massa
LSG	Lomb-Scargle
MSTO	Main-Sequence Turn-Off
OGLE	Optical Gravitational Lensing Experiment
PDM	Phase Dispersion Minimization
PL	Período-Luminosidade
PNM	Pequena Nuvem de Magalhães
PSF	Point-Spread Function
RC	Gigantes Vermelhas do Clump
RGV	Ramo das Gigantes Vermelhas
RH	Ramo Horizontal
RRL	RR Lyrae
UA	Unidade Astronômica
VNC	Variáveis Não Classificadas
VSX	Variable Star Index
VVV	VISTA Variables in the Vía Láctea

## SUMÁRIO

<b>1</b>	<b>INTRODUÇÃO</b>	<b>15</b>
<b>2</b>	<b>CONTEXTUALIZAÇÃO</b>	<b>17</b>
2.1	MEDIDA DE DISTÂNCIAS	17
2.2	A VIA LÁCTEA	22
<b>2.2.1</b>	<b>Descobertas</b>	<b>22</b>
<b>2.2.2</b>	<b>Os braços espirais</b>	<b>28</b>
<b>2.2.3</b>	<b>Estrutura do Bojo Galáctico</b>	<b>29</b>
<b>2.2.4</b>	<b>Síntese sobre a Via Láctea</b>	<b>32</b>
2.3	ESTRELAS VARIÁVEIS	32
<b>2.3.1</b>	<b>Binárias Eclipsantes</b>	<b>36</b>
<b>2.3.2</b>	<b>RR Lyrae</b>	<b>36</b>
2.3.2.1	Relação Período-Luminosidade	39
2.3.2.2	Metalicidade	43
2.3.2.2.1	<i>Metalicidade a partir de um mapa de metalicidades</i>	45
2.3.2.2.2	<i>Metalicidade a partir da relação período-metalicidade</i>	46
2.3.2.2.3	<i>Metalicidade a partir da curva de luz</i>	47
2.3.2.2.4	<i>Transformando <math>[Fe/H]</math> para <math>Z</math></i>	48
2.3.2.3	Estimativa do excesso de cor	49
2.3.2.4	Determinação de Distâncias	54
<b>3</b>	<b>MATERIAIS E MÉTODOS</b>	<b>55</b>
3.1	DADOS DO INFRAVERMELHO PRÓXIMO DO VVV	55
3.2	SELEÇÃO DAS CANDIDATAS	56
3.3	ESTRATÉGIA DE CLASSIFICAÇÃO DAS ESTRELAS	59
<b>3.3.1</b>	<b>Classificação das binárias eclipsantes assimétricas</b>	<b>61</b>
<b>3.3.2</b>	<b>Classificação das binárias eclipsantes simétricas</b>	<b>63</b>
<b>3.3.3</b>	<b>Classificação das RR Lyrae</b>	<b>64</b>
<b>4</b>	<b>RESULTADOS</b>	<b>67</b>
4.1	COMPARAÇÃO COM OS CATÁLOGOS	67
4.2	EXPLORANDO AS BINÁRIAS ECLIPSANTES	70
<b>4.2.1</b>	<b>As binárias eclipsantes mais vermelhas</b>	<b>74</b>
<b>4.2.2</b>	<b>Considerações finais sobre as binárias</b>	<b>76</b>
4.3	EXPLORANDO AS RR LYRAE	77
<b>4.3.1</b>	<b>Visão geral das RR Lyrae</b>	<b>77</b>
<b>4.3.2</b>	<b>Distâncias das RR Lyrae</b>	<b>85</b>
<b>4.3.3</b>	<b>RRL e os aglomerados globulares</b>	<b>87</b>
<b>4.3.4</b>	<b>Projeção espacial das RR Lyrae</b>	<b>93</b>
<b>5</b>	<b>CONCLUSÃO</b>	<b>97</b>

	<b>REFERÊNCIAS</b> . . . . .	<b>100</b>
	<b>APÊNDICE A – PERIODOGRAMAS</b> . . . . .	<b>116</b>
A.1	LOMB-SCARGLE . . . . .	116
<b>A.1.1</b>	<b>A transformada de Fourier Clássica</b> . . . . .	<b>117</b>
A.1.1.1	Propriedades da transformada de Fourier . . . . .	117
A.1.1.2	Alguns pares de Fourier importantes . . . . .	118
A.1.1.3	O teorema de convolução . . . . .	119
<b>A.1.2</b>	<b>Análise de sinais</b> . . . . .	<b>120</b>
<b>A.1.3</b>	<b>Transformada de Fourier Discreta</b> . . . . .	<b>124</b>
<b>A.1.4</b>	<b>O periodograma clássico</b> . . . . .	<b>126</b>
<b>A.1.5</b>	<b>Amostragem não uniforme</b> . . . . .	<b>127</b>
<b>A.1.6</b>	<b>A definição de Lomb-Scargle</b> . . . . .	<b>127</b>
<b>A.1.7</b>	<b>Como ficam os limites de frequências</b> . . . . .	<b>128</b>
<b>A.1.8</b>	<b>Como informar as incertezas</b> . . . . .	<b>129</b>
A.2	PHASE DISPERSION MINIMIZATION . . . . .	131
	<b>APÊNDICE B – TABELAS DE DADOS</b> . . . . .	<b>132</b>
B.1	DADOS DAS BINÁRIAS ECLIPSANTES . . . . .	132
B.2	DADOS DAS RR LYRAE . . . . .	137
	<b>APÊNDICE C – PROJEÇÃO DE COORDENADAS</b> . . . . .	<b>139</b>
	<b>APÊNDICE D – DISTÂNCIA ÀS RED CLUMPS</b> . . . . .	<b>140</b>

## 1 INTRODUÇÃO

Estrelas variáveis pulsantes do tipo Cefeida e RR Lyrae (RRL) são os tipos mais utilizados para a obtenção de distâncias e propriedades de populações estelares, pois estas estrelas apresentam o que chamamos de relação Período-Luminosidade (PL), permitindo determinar a distância até esses objetos.

Enquanto as Cefeidas são estrelas gigantes, jovens, azuis e massivas, as RRL são estrelas velhas e de baixa massa, com cerca de 0,8 da massa do Sol, que estão no Ramo Horizontal (RH), onde as luminosidades das estrelas são similares, no diagrama de Hertzsprung-Russel (HR). Estrelas com massa similar ou um pouco maior que a do Sol seguem para o Ramo das Gigantes Vermelhas (RGV), perdem boa parte de sua massa através da ejeção de gás das camadas mais externas e depois seguem para o ramo horizontal. Nessa etapa evolutiva, o Hélio é o principal combustível das reações nucleares.

A morfologia do ramo horizontal é caracterizado principalmente pela metalicidade das estrelas. As populações de estrelas pobres em metais, como as RRL presentes em aglomerados globulares velhos, se estendem do vermelho até o azul no diagrama HR. Já estrelas ricas em metais, presentes em aglomerados abertos jovens, tendem a se aglomerar na região mais vermelha, formando o “*red clump*” (RC).

As RRL caem sobre a faixa de instabilidade no diagrama HR e pulsam com com períodos menores de um dia. Embora pouco massivas, as RRL são estrelas com grande luminosidade, devido a sua grande área superficial. Como são encontradas em populações velhas de estrelas, elas são utilizadas como traçadores das regiões e estruturas mais antigas da nossa Galáxia e das Nuvens de Magalhães.

Depois da descoberta da relação PL das Cefeidas, se buscou identificar outras estrelas variáveis também que pudessem apresentar relações entre o período de pulsação com a luminosidade da estrela. No caso das RRL, a relação aparece nos comprimentos de onda do infravermelho.

Diversos levantamentos no óptico como o EROS, MACHO e OGLE<sup>1</sup> monitoraram regiões da Via Láctea, das Nuvens de Magalhães e da galáxia esferoidal anã de Sagitário na busca por fontes variáveis como as Cefeidas e RRL. No entanto, todos estes projetos sofrem com a alta extinção encontrada na direção do bojo Galáctico, restringindo sua eficiência nas regiões mais internas da Via Láctea. O VISTA Variables in the Vía Láctea (VVV), por outro lado, observa em bandas do infravermelho próximo, que sofrem menor influência de extinção pela poeira interestelar.

Alguns resultados recentes acerca da caracterização de estruturas no Bojo Galáctico (BG) não apresentam consenso. Enquanto a análise dos tiles mais externos do bojo no VVV sugere que as RRL descrevem um bojo esférico sem a presença da

---

<sup>1</sup>OGLE ainda está ativo e já completou 29 anos.

barra, os dados do óptico do OGLE, apontam, para as regiões mais internas do bojo, uma distribuição de RRL em formato de um elipsoide. No entanto, parece ser uma conclusão comum que as RRL não seguem as estruturas das estrelas mais jovens e ricas em metais, como as Gigantes Vermelhas do Clump (RC) que demarcam a barra e a estrutura em formato de “X”. Assim, a leitura atual é de que as estrelas mais velhas no bojo Galáctico descrevem um bojo clássico esférico, enquanto as estrelas mais jovens, claramente mostram estruturas como a Barra e o X.

Nosso trabalho, então, teve o objetivo de identificar e catalogar estrelas variáveis a fim de mapear a região intermediária do bojo Galáctico em busca de estruturas e subestruturas. Analisamos um conjunto de dados de 8 tiles intermediários no bojo Galáctico entre as coordenadas Galácticas  $1,68^\circ < l < 7,53^\circ$  e  $-3,73^\circ < b < -1,44^\circ$  (Capítulo 3). Usando um índice de variabilidade, levantamos um conjunto de candidatas a variáveis, das quais classificamos as estrelas Binária Eclipsante (BE) de curto período e as RRL (Seção 3.3). Através da fotometria, períodos, amplitudes e catálogos de variáveis conhecidas, exploramos as características das BE e RRL presentes nos tiles (Capítulo 4). A análise da distribuição espacial das RRL, na região intermediária do BG, mostrou uma distribuição esférica, sem evidências da presença da Barra, do elipsoide visto do óptico ou da estrutura em formato de X. Identificamos novas variáveis, especialmente nas regiões de maior extinção. Isso mostra que nossos catálogos de variáveis conhecidas nas regiões mais internas do bojo é incompleto e que o levantamento de variáveis no VVV pode nos levar a uma melhor completeza na caracterização dessas populações estelares. Nossos resultados principais são complementares aos estudos já realizados no VVV em outras regiões do BG (Capítulo 5).

Na próxima seção (Capítulo 2), faremos uma breve descrição sobre as descobertas das estruturas na Via Láctea. Também apresentaremos as características e propriedades físicas das RRL e BEs úteis, principalmente, no desenvolvimento do algoritmo de identificação e classificação dessas variáveis.

## 2 CONTEXTUALIZAÇÃO

Neste capítulo abordaremos os assuntos principais necessários para as discussões deste trabalho. Trataremos sobre as técnicas que dispomos para determinar distâncias estelares (Seção 2.1), sobre o que conhecemos acerca da estrutura da Via Láctea (Seção 2.2) e sobre as estrelas variáveis utilizadas na determinação de distâncias (Seção 2.3).

### 2.1 MEDIDA DE DISTÂNCIAS

Quando buscamos mapear a Via Láctea a coisa mais básica de que precisamos saber é a distância até os objetos. As distâncias na Astrofísica são expressas em diferentes unidades dependendo do objetivo e da escala que usamos. Assim, se a unidade de distância for a distância da Terra ao Sol escrevemos a Unidade Astronômica (UA) e a utilizamos para descrever as distâncias em escala planetária. Se usarmos a distância que a luz percorre em um ano teremos o ano-luz e podemos descrever distâncias muito grandes para objetos dentro e fora da Via Láctea. Outra escala de distância utilizada para descrever distâncias estelares é o parsec, que corresponde à distância equivalente ao ângulo de paralaxe anual de 1 segundo de arco (SHU, 1982; BÖHM-VITENSE, 1992).

A paralaxe é um efeito de triangulação que nos permite obter a distância com trigonometria. Para as estrelas mais próximas (C, na Figura 1), quando observada de dois pontos diferentes (A e B), a estrela aparecerá projetada sobre o plano de fundo (estrelas muito mais distantes) em diferentes posições (D e E). Assim, quanto mais distante a estrela, menor o ângulo de paralaxe. Para a maioria das estrelas, esse efeito é muito pequeno e para medi-lo precisamos de uma separação entre A e B maior que o diâmetro da Terra. Se observarmos as estrelas mais próximas a partir de dois pontos opostos na órbita da Terra conseguimos medir o efeito de paralaxe para um conjunto de estrelas, e, assim, determinar suas distâncias com:

$$\sin\left(\frac{\gamma}{2}\right) = \frac{a}{2d}, \quad (1)$$

onde se assume que  $a$  é muito menor que  $d$ , de tal forma que a distância da Terra à estrela é equivalente à distância do Sol à estrela (SHU, 1982; BÖHM-VITENSE, 1992).

Com a distância determinada por paralaxe, podemos calcular a luminosidade superficial ( $L$ ) dessas estrelas, uma vez que a luz espalha esfericamente com o quadrado da distância:

$$L = F_{obs} \cdot 4\pi d^2, \quad (2)$$

onde  $F_{obs}$  é o fluxo por unidade de área da estrela, observado na Terra (SHU, 1982; BÖHM-VITENSE, 1992).

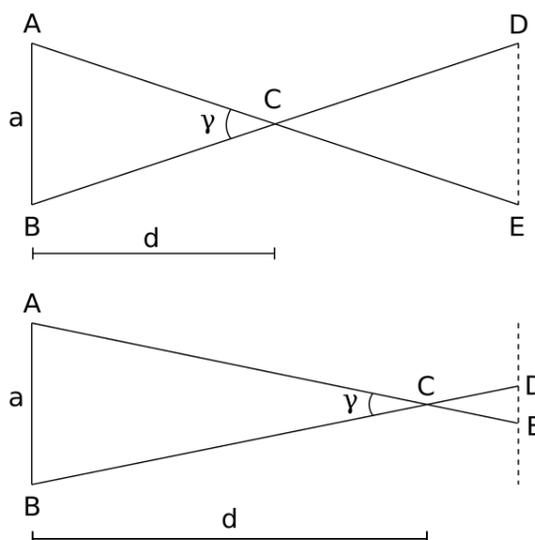


Figura 1 – Representação do efeito de paralaxe. Seis meses após a Terra ter transladado de A ela se encontra em B. A estrela em C aparece no céu em posições diferentes em relação às estrelas mais distantes. Apenas as estrelas mais próximas têm paralaxe perceptível, quando  $\gamma$  é grande o suficiente para se observado. Adaptado de Shu (1982) e Böhm-Vitense (1992).

No entanto, apenas podemos medir a distância por meio de paralaxe para as estrelas mais próximas, mesmo com os instrumentos mais precisos da atualidade. Para medir distâncias mais profundas, precisamos das estrelas chamadas de velas-padrões, que são estrelas cujas luminosidades nós sabemos [pelo método de paralaxe]. Este método usa a mesma relação do espalhamento da luz com o quadrado da distância [Equação (2)] para determinar a distância das estrelas. Esse método presume que podemos identificar o mesmo tipo de estrela para fontes mais distantes. Essa identificação pode ser feita através da classificação espectral das estrelas (SHU, 1982; BÖHM-VITENSE, 1992).

Quando determinamos a magnitude absoluta, magnitude que todos os objetos teriam a uma mesma distância, de um grupo de estrelas da redondeza solar e as observamos em pelo menos dois filtros diferentes, podemos construir o diagrama de HR, similar ao da Figura 2. Neste diagrama as estrelas distribuídas sobre a diagonal são conhecidas como estrelas da sequência principal. Outras estrelas estão no ramo das gigantes e na região das anãs brancas. Esse diagrama nos mostra que estrelas do mesmo tipo caem sobre a mesma região no diagrama, podendo, assim, serem classificadas também pela cor. A cor, exceto pela extinção por poeira, é a mesma tanto em magnitude absoluta quanto aparente. Desta forma, o diagrama HR pode ser usado para identificar populações estelares e permite o conhecimento prévio da magnitude absoluta de estrelas muito distantes e, assim, usá-las para determinar as distâncias (SHU, 1982; BÖHM-VITENSE, 1992).

O conhecimento de que estrelas do mesmo tipo caem nas mesmas regiões do

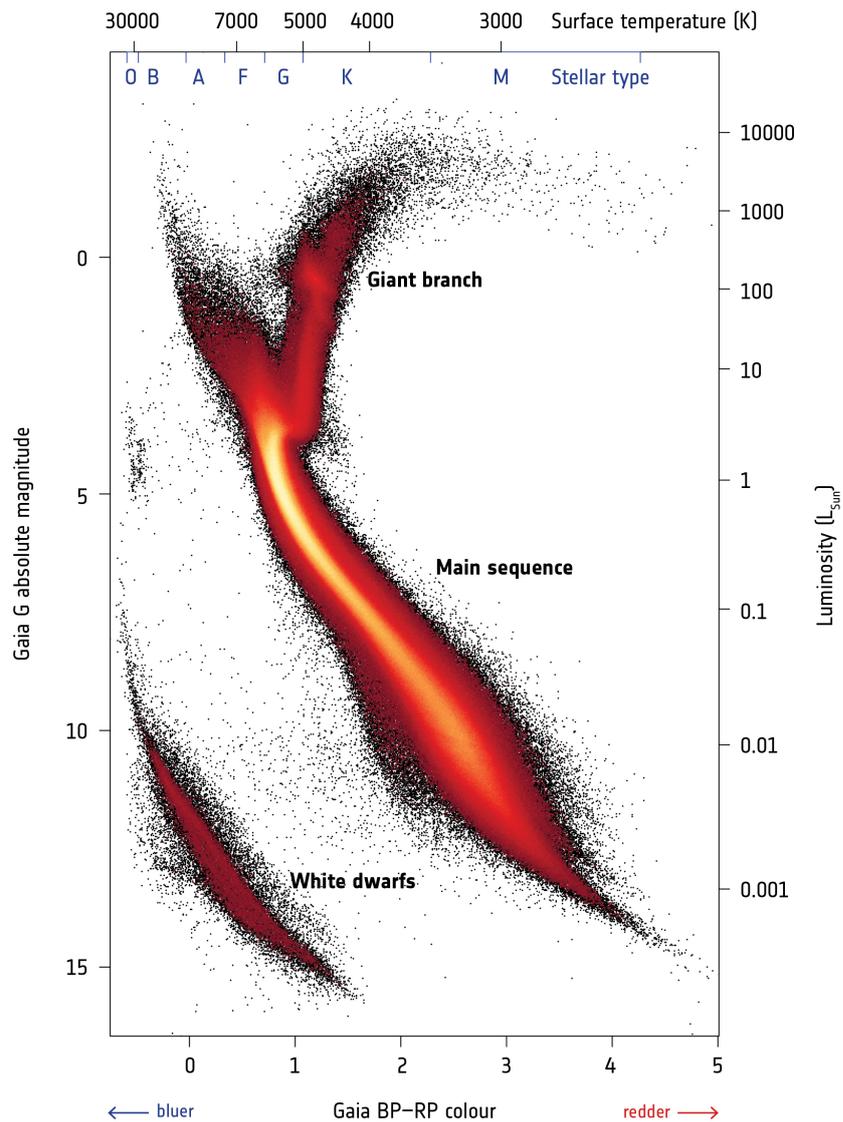


Figura 2 – Diagrama Hertzsprung-Russell com estrelas do GAIA DR2.

Fonte: ESA/Gaia/DPAC.

diagrama HR permite estender este conceito para o Diagrama Cor Magnitude (DCM) observacional. Nesse diagrama o eixo vertical do diagrama HR não está em magnitudes absolutas, pois não sabemos as distâncias para corrigir a magnitude aparente pela distância. No entanto, o DCM observacional de um aglomerado deve apresentar as mesmas propriedades do diagrama HR, pois as estrelas estão à mesma distância. Assim, populações estelares como as RC ou as estrelas do ramo horizontal, que possuem um *locus* bem definido no diagrama HR também aparecem distintas no DCM observacional. Utilizando a magnitude absoluta das RC e as magnitudes aparentes podemos determinar a distância até o aglomerado (RUIZ-DERN *et al.*, 2018).

Sistemas de estrelas binárias também podem ser utilizados para obter distâncias. Isso porque, além da relação entre luminosidade e cor/temperatura, a diagonal

principal do diagrama HR também possui uma relação com a massa, na qual o brilho e a temperatura crescem com a massa. Kuiper (1938) ao estudar as estrelas binárias visuais e espectroscópicas propôs uma relação de potência entre a luminosidade e a massa da estrela:

$$L = M^a \quad (3)$$

com  $a = 3,5$  para as estrelas da sequência principal.

Desta forma, se determinarmos os parâmetros orbitais das binárias podemos calcular as massas e luminosidades das componentes. Com a luminosidade conhecida podemos obter, então, a distância até as estrelas.

Outro grupo de velas-padrões são as Cefeidas. Leavitt e Pickering (1912) descobriram uma relação PL ao estudar um conjunto de 25 Cefeidas na Pequena Nuvem de Magalhães (PNM). Como essas estrelas estão à mesma distância (as variações de distâncias dentro da PNM são desprezíveis se comparado com a distância da PNM à Terra), a relação observada em magnitude aparente também reflete uma relação em magnitude absoluta/luminosidade.

Na época não se sabia a real natureza das nebulosas e o tamanho do Universo. A descoberta da relação PL, representada na Figura 3, marcou as discussões no conhecido “Grande Debate” entre Shapley e Curtis (HOSKIN, M. A., 1976) ocorrido em Abril de 1920. Neste debate Shapley argumentava que a Via Láctea compreendia todo o Universo e que as “nebulosas espirais” faziam parte dela, enquanto Curtis defendia a ideia de que Andrômeda e outras “nebulosas espirais” eram galáxias separadas (CURTIS, 1917). Ambos, Shapley e Curtis tinham razão em alguns pontos, mas por não compreenderem os efeitos da alta extinção por poeira na linha de visão do disco Galáctico nenhum dos dois pode chegar à correta interpretação de seus dados.

Apenas após a descoberta de Cefeidas em Andrômeda por Edwin Hubble no final de 1920 e a calibração da relação PL de Leavitt que se pode mostrar que Andrômeda, e outras “nebulosas espirais”, deveriam estar muito longe, portanto fora da Via Láctea (TRIMBLE, 1995).

A relação PL das Cefeidas permite a determinação precisa da distância, mesmo quando as fontes são muito fracas, pois a determinação do período é mais sensível ao número de observações que ao sinal-ruído (ver Apêndice A, Seção A.1.8 para mais detalhes).

As RRL também são estrelas pulsantes que podem apresentar uma relação PL. Entretanto, esta relação foi observada apenas no infravermelho (LONGMORE *et al.*, 1986), e na literatura geralmente encontramos o uso da metalicidade para determinar a luminosidade das RRL (MCNAMARA, 1997; CACCIARI; CLEMENTINI, 2003). Recentemente Catelan *et al.* (2004) apresentaram calibrações teóricas das relações PL das RRL para o infravermelho baseadas em estrelas sintéticas do ramo horizontal

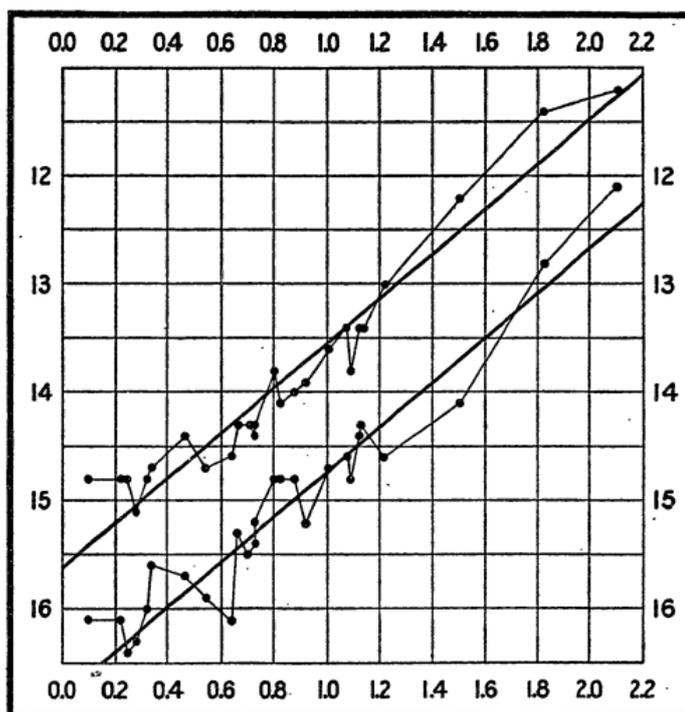


Figura 3 – Relação PL de Leavitt e Pickering (1912) para as Cefeidas da Pequena Nuvem de Magalhães. Eixo x corresponde ao logaritmo do período em dias e o eixo y está em magnitudes. As curvas correspondem aos máximos e mínimos das pulsações em magnitudes.

Fonte: (LEAVITT; PICKERING, 1912)

para diversas metalicidades e levando em conta efeitos evolutivos e de composição química. Estas relações permitiram conduzir investigações das populações de RRL no bojo (MINNITI *et al.*, 2016; CONTRERAS RAMOS *et al.*, 2018; GRAN *et al.*, 2015) e disco Galáctico (MINNITI *et al.*, 2017), às quais este trabalho busca contribuir.

Entretanto, mesmo o uso das Cefeidas e RRL como velas-padrões tem um limite, pois em um determinado ponto não conseguimos resolver as estrelas e a determinação de distâncias além desse limite fica em função das Supernovas Tipo Ia, que são explosões de estrelas massivas. O brilho dessas explosões é tão grande que supera o brilho da galáxia onde ela acontece. Assim, mesmo que não possamos ver individualmente as estrelas nas galáxias, ainda podemos ver as Supernovas quando elas acontecem. Nessas estrelas, a taxa de decaimento do brilho é menor para as Supernovas menos brilhantes, e é possível estabelecer uma relação entre o brilho das Supernovas com a taxa de diminuição do brilho para determinar distâncias até muitos bilhões de anos luz (SHU, 1982).

Podemos, também, utilizar outra forma de determinar as distâncias através da espectroscopia. Usando a informação de velocidade, medida por meio do Efeito Doppler nas linhas espectrais, podemos calcular a distância cinemática das fontes. Isso é usado para determinar estruturas complexas no meio interestelar, mapeando

as linhas de emissão de *HI* e *CO* (GEORGELIN, Y. M.; GEORGELIN, Y. P., 1976; RUSSEIL, 2003; HOU *et al.*, 2009; HOU; HAN, 2014; SCHINNERER *et al.*, 2013). As distâncias podem ser obtidas desde que conhecida as velocidades das regiões na galáxia, que usualmente são obtidas da curva de rotação, a qual é bem medida (RUSSEIL *et al.*, 2017; SHU, 1982).

Na próxima seção abordaremos como essas técnicas de determinação de distâncias foram utilizados para a construção de um modelo com vista de fora da Via Láctea.

## 2.2 A VIA LÁCTEA

### 2.2.1 Descobertas

A maior parte do que compreendemos sobre a Via Láctea é resultado de um trabalho recente, de menos de um século, em especial das últimas cinco décadas. Entretanto, a noção de que os principais constituintes da Via Láctea eram estrelas veio com as primeiras descobertas publicadas por Galileu em 1610 usando seu recém inventado telescópio. Galileu argumentou que a Via Láctea era nada mais que uma massa de inúmeras estrelas agrupadas em aglomerados. Na época seus resultados não atraíram muita atenção, pois era aceito a ideia [de Demócrites] de que a Via Láctea era um efeito de óptica causado por um grande número de pequenas estrelas confinadas e comprimidas, fazendo com que a luz fosse espalhada em todas as direções, criando o efeito de uma faixa contínua (adaptando de HOSKIN, M., 1985).

Em meados do século dezoito três pensadores de fora da astronomia se dedicaram a explicar de que se tratava a Via Láctea. O primeiro foi Thomas Wright (1711-86) de Durham, no norte da Inglaterra. Seu objetivo era produzir uma cosmologia unificada que vinculasse as observações astronômicas do universo visível e seus princípios teológicos. Em seu modelo o Sol e as estrelas do nosso sistema estão em órbita entorno do Centro Divino local, e as estrelas do nosso sistema se movem numa casca de espaço bem fina e de raio tão grande que a curvatura não seria perceptível. Assim, a Via Láctea quando observada para dentro ou para fora da casca (direção radial) veríamos as estrelas individuais do nosso sistema e também o espaço vazio. Quando observada na direção tangente à casca veríamos as estrelas distantes que juntas teriam a aparência leitosa da Via Láctea. A representação da Via Láctea de Wright é mostrada na Figura 4.

O filósofo Immanuel Kant (1724-1804), que inicialmente concebeu uma visão alternativa do universo de Wright, não viu razão das estrelas não estarem distribuídas ao longo de todo um disco, sem interrupção, de uma extremidade à outra. Além disso, um sistema como esse visto de longe pareceria tanto circular quanto elíptico, como algumas “nebulosas” observadas, que Kant acreditava serem sistemas similares

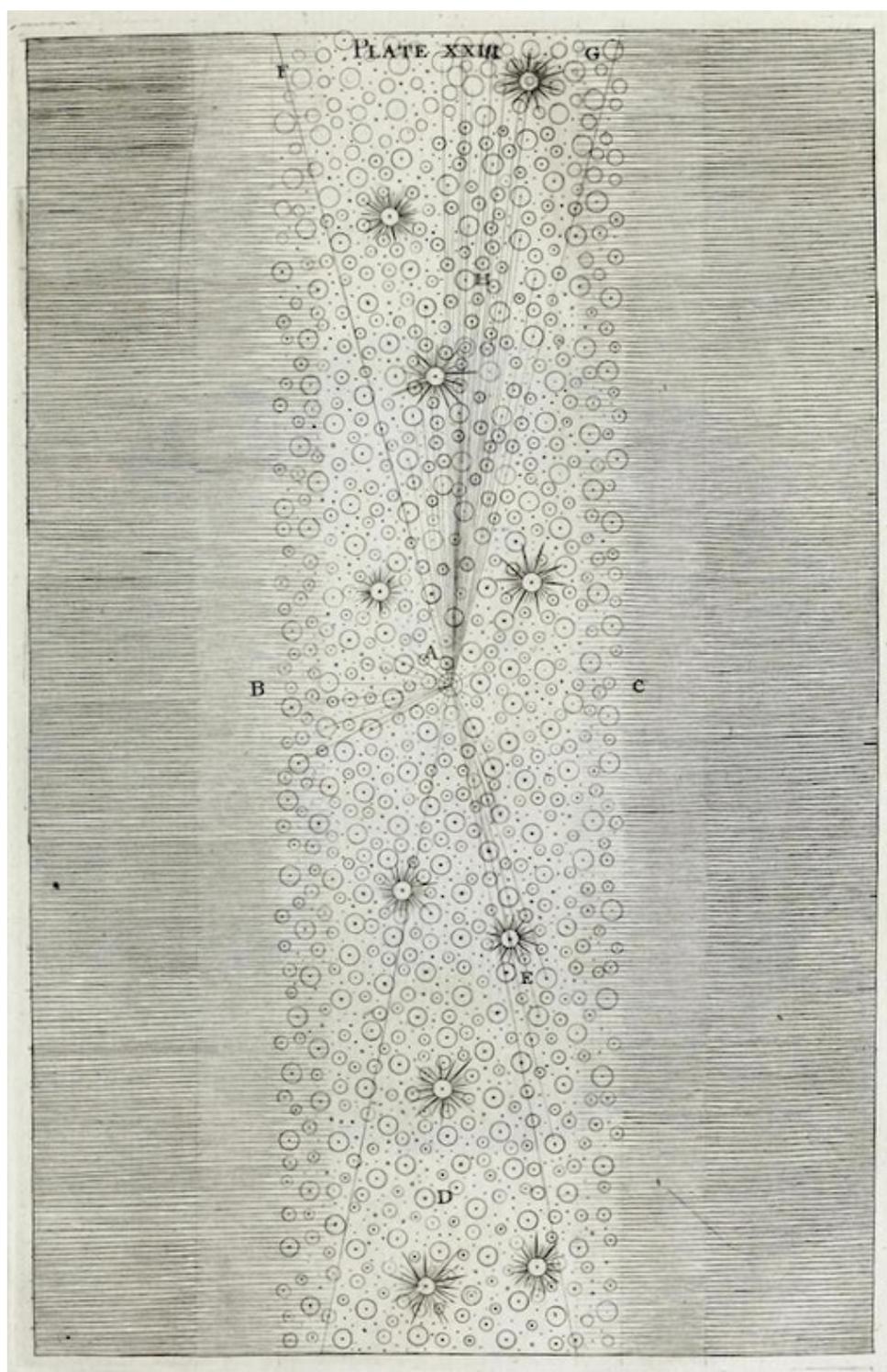


Figura 4 – Estrelas do nosso sistema como vistas por um observador no centro (A). A Via Láctea é vista como uma faixa de estrelas distantes, no fundo. As estrelas do nosso sistema são percebidas quando observadas numa direção não tangente à Via Láctea.

Fonte: Placa XXIII em *An Original Theory or New Hypothesis of the Universe* (1950)

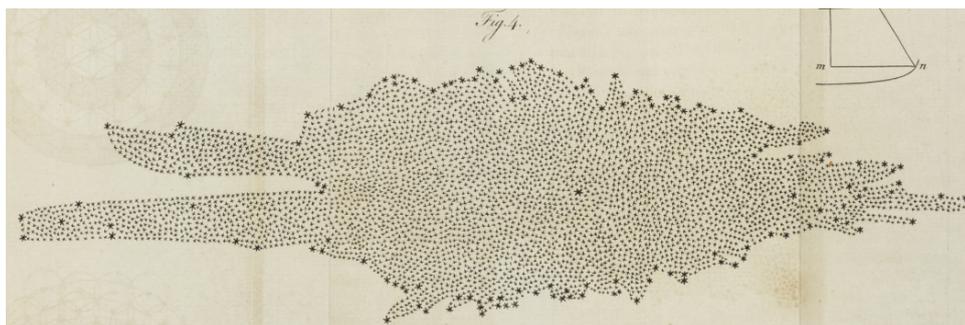


Figura 5 – Mapa da Via Láctea de Willian Herschel.

Fonte: Fig. 4 em *On the construction of the heavens* de Willian Herschel (1785).

["Universos Ilhas"] à Via Láctea. Esse é o primeiro modelo de disco genuíno da Via Láctea.

Concomitantemente, o físico Johann Heinrich Lambert (1728-77) também construiu um modelo da Via Láctea idealizado como uma eclíptica de estrelas fixas, na qual o Sol e outras estrelas que vemos nas regiões remotas e aquelas brilhantes no plano da Via Láctea formam um de muitos aglomerados que juntos constituiriam a Via Láctea.

Esses pontos de vista da Filosofia Natural mudaram com as campanhas extensivas de contagens de estrelas realizadas por Willian Herschel (1738-1822). Seu trabalho de estatística estelar era baseado em duas pressuposições: 1) que seu telescópio poderia penetrar até a borda da Galáxia em todas as direções e 2) que as estrelas deveriam apresentar mesmo brilho, tal que quanto mais fracas mais distante essas estrelas estariam.

Assim, usando um telescópio refletor de 18 polegadas de diâmetro e 6 metros de distância focal, que ele mesmo projetou e construiu, Herschel começou a contar estrelas em um grande círculo no céu. Herschel não poderia contar estrelas em todas as direções, então na maioria das direções neste círculo ele contou estrelas em dez campos vizinhos e obteve a média. Como resultado ele obteve um mapa da Via Láctea que confirmava a impressão visual de que haviam mais estrelas numa das direções e obteve evidências quantitativas de que nosso sistema estelar se estendia mais profundamente na galáxia, pois estrelas mais fracas podiam ser vistas e resolvidas com seu telescópio.

Herschel também realizou uma busca sistemática por nebulosas e em 1784 publicou um critério de classificação em que as nebulosidades verdadeiras apresentavam uma suave e leitosa aparência, quando vistas pelo telescópio, enquanto as nebulosas resolvíveis apresentavam um amontoado de estrelas não uniforme, constituindo dois tipos distintos de objetos. Entretanto, pouco depois encontrou duas nebulosas [os nomes das nebulosas não foram citados por Michael Hoskin (1985)], nas quais as duas situações ocorriam ao mesmo tempo, uma se misturando na outra, o que o convenceu

de que estava no caminho errado, e que a diferença entre as duas nebulosas era apenas a distância, ou seja, um aglomerado de estrelas muito distante pareceria leitoso. Desta forma, a nebulosa de Órion e outras nebulosas de aparência leitosa seriam sistemas estelares muito distantes. Além disso, como a nebulosa de Órion cobria uma vasta área do céu, esta deveria ser um sistema estelar muito maior que a própria Via Láctea.

Em 1790 Herschel observou uma “estrela nebulosa” (a nebulosa planetária NGC 1514), a qual mostrou que nebulosas verdadeiras poderiam existir, pois parecia que a estrela (no centro da nebulosa planetária) estaria se condensando da nebulosidade ao seu redor, indicando que tanto a nebulosa quanto a estrela estariam à mesma distância. Além disso, a nebulosa de Órion, agora, poderia estar próxima e Herschel não era capaz de apontar para uma nebulosidade e dizer com confiança de que se tratava de uma galáxia, comparável à nossa.

Herschel também percebeu que aquelas pressuposições iniciais se mostraram falhas. A primeira porque ele pode observar e resolver estrelas mais fracas (invisíveis para o primeiro telescópio) usando um telescópio maior. O segundo pelos inúmeros aglomerados que encontrou em sua busca contínua por nebulosas, revelando que a distribuição das estrelas não era tão uniforme como suspeitava.

Em 1845 o terceiro Conde de Rosse (1800-67) no Castelo de Birr na Irlanda concluiu seu telescópio de  $\sim 1,8$  m de diâmetro e no primeiro mês de operação fez sua descoberta mais significativa. Revelou uma estrutura espiralada na nebulosa M51 (Galáxia do Redemoinho). Nos anos seguintes estruturas espiraladas foram encontradas em muitas outras nebulosas e, apesar disso, a questão de se as nebulosas espirais eram galáxias ou nebulosas ainda continha muita controvérsia. Somente em 1864, William Huggins (1824-1910) usou a espectroscopia para provar que algumas nebulosas eram de fato gasosas.

No final no século XIX dois fatos observacionais estavam sem explicação. O primeiro era a que as nebulosas candidatas a galáxias eram encontradas bem distantes da faixa da Via Láctea, região do céu conhecida como “*zone of avoidance*” (zona de evitação). O segundo foi a nova estrela que apareceu na Nebulosa de Andrômeda em 1885 (S Andromedae), que teve seu brilho aumentado para aproximadamente um décimo do brilho da nebulosa inteira: poderia a nebulosa ser uma nuvem na linha de visada da estrela, que de repente permitiu que a luz da estrela passasse por ela?

Já no início do século XX, fotografias de diversas nebulosas com vista de lado obtidas por Heber D. Curtis (1872-1942) mostraram faixas de regiões obscurecidas que, no caso da Via Láctea (nuvens de poeiras na Via Láctea), poderiam ser responsáveis pela zona de evitação. Assim, Curtis argumentou que não veríamos as nebulosas na direção do plano da Via Láctea porque as nebulosas estariam escondidas.

Por volta da mesma época, Harlo Shapley (1885-1972) estava usando as estre-

las variáveis Cefeidas e a descoberta de Leavitt da relação PL das Cefeidas para medir as distâncias dos aglomerados globulares. Se o Sol estivesse no centro da Galáxia deveríamos ver aglomerados espalhados igualmente em todas as direções. No entanto, Shapley notou que os aglomerados estavam agrupados em um dos lados do céu, na direção da constelação de (ver Figura 6). Assim, o centro da Via Láctea parecia estar na direção de Sagitário. Com a suposição de que os aglomerados estavam agrupados ao redor do centro verdadeiro da Galáxia e as distâncias dos aglomerados, Shapley calculou a distância até o centro da Galáxia. Como resultado, a Galáxia era muito maior do que se pensava e o Sol estava bem longe do centro. Além disso, como a Galáxia era enorme, Shapley acreditava que era improvável que as nebulosas espirais fossem universos ilhas independentes.

Em 1916, Adriaan van Maanen (1884-1946), astrônomo holandês e amigo de Shapley, respeitado por suas meticulosas medidas de placas fotográficas, comparou fotografias sobrepostas da nebulosa espiral M101 (Galáxia do Cata-Vento) e se convenceu de que a espiral havia mudado (por rotação) no intervalo entre as duas imagens. Nos anos seguintes, van Maanen chegou à mesma conclusão sobre muitas outras nebulosas. A conclusão que Shapley chegou foi que, se os resultados de Maanen fossem corretos, as nebulosas espirais não poderiam ser universos ilhas, porque deveriam ser enormes e, portanto, suas estrelas apresentariam velocidades maiores que a velocidade da luz.

Esses argumentos foram foco do evento que ficou conhecido como o “Grande Debate”, realizado em Washington em abril de 1920. Ao final, tínhamos duas principais visões discordantes sobre o Universo, 1) a de Curtis que defendia que as nebulosas espirais eram universos ilhas independentes da Via Láctea e a Via Láctea era um desses universos ilha, com o Sol próximo ao centro; e 2) a de Shapley que argumentava que a Via Láctea seria enorme, envolvendo todas as nebulosas espirais, com o Sol bem longe do centro do universo.

Isso mudou com Edwin P. Hubble (1889-1953). Em 1923 Hubble iniciou estudos fotográficos da Nebulosa de Andrômeda. Utilizando placas fotográficas obtidas desde 1909, Hubble reconstruiu a curva de luz e descobriu que uma das estrelas era uma Cefeida. Utilizando o método utilizado por Shapley, calculou a distância até a nebulosa em um milhão de anos luz, muito além do tamanho estimado por Shapley para a Via Láctea. Esses resultados foram publicados apenas no final de 1924 e a existência de universos ilhas acabou sendo aceita pela maioria dos astrônomos.

Restava o problema das rotações observadas por Maanen<sup>1</sup>. Por volta de 1930 Hubble e seus colegas refizeram as medidas de Maanen e não encontraram as mudanças afirmadas por ele, então Maanen deveria estar errado.

Depois desta rápida leitura dos acontecimentos sobre a natureza da Via Láctea

---

<sup>1</sup>Maanen e Hubble eram membros do mesmo observatório no Monte Wilson.

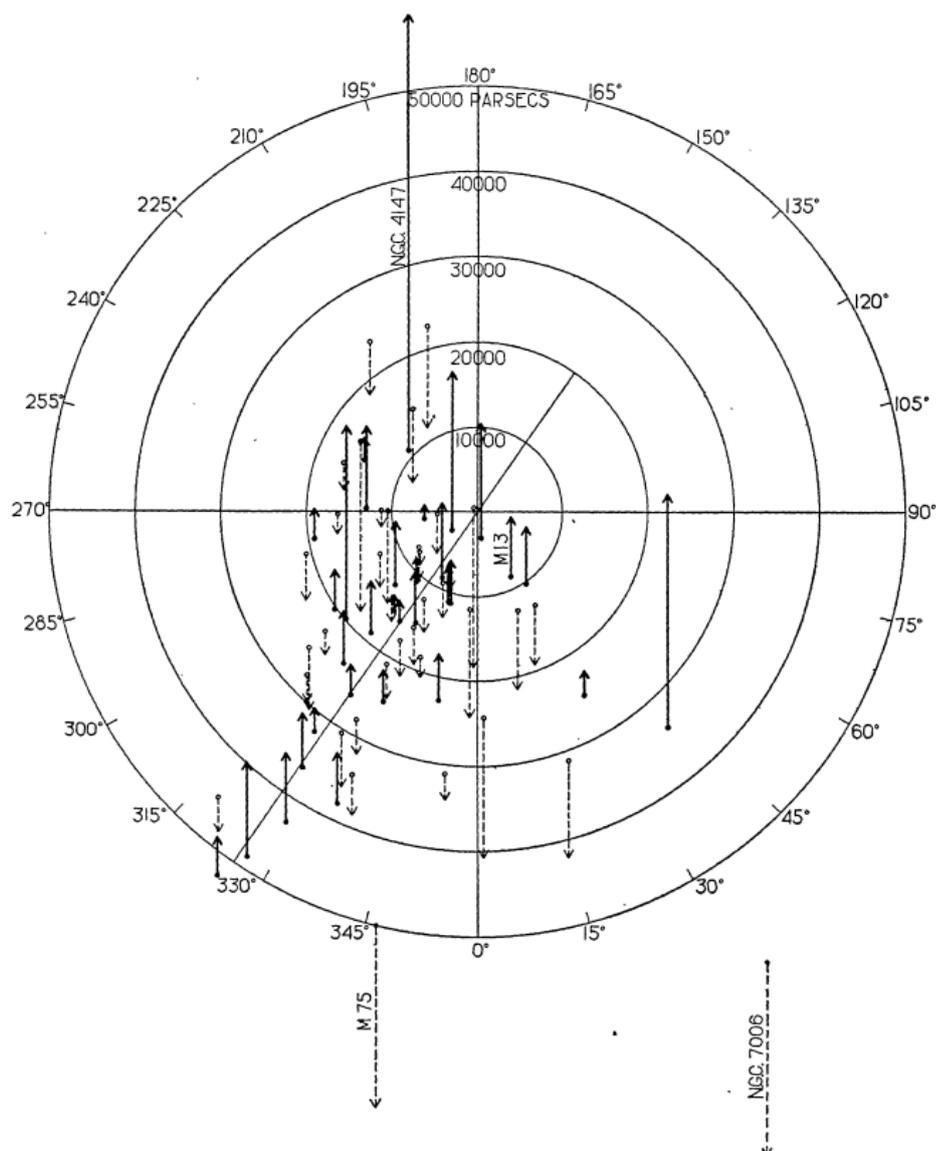


Figura 6 – Distribuição espacial dos aglomerados globulares. O plano da Via Láctea é o plano da figura. O Sol está no centro do sistema de coordenadas. Os eixos estão em parsec. A máxima distribuição dos aglomerados aponta para a longitude 325°. A média dessa distribuição põe o centro da Via Láctea entre 10 e 20 kpc.

Fonte: Fig.2 em Shapley (1918), p. 168.

e das nebulosas espirais, podemos ver que descobrimos que a Via Láctea é uma dentre muitas galáxias há pouco menos de 100 anos. Depois disso, avanços na rádio astronomia, especialmente a descoberta da emissão de  $HI$  (átomo de hidrogênio neutro) em 21 cm (ondas de rádio) [previstas em 1941 por Hendrik van de Hulst (1918-2000) e apenas observada em 1951] evidenciaram novas estruturas na Via Láctea, especialmente os braços espirais (COUPER, 1986).

### 2.2.2 Os braços espirais

Durante a Segunda Guerra Mundial, Walter Baade (1893-1960), descobriu que poderia dividir as estrelas em Andrômeda em duas populações estelares, as vermelhas e amarelas (População II) que tendiam a viver no centro da galáxia e as brilhantes azuis (População I) que apareciam nos braços espirais. Baade sugeriu para Oort que se a Via Láctea fosse similar a Andrômeda as estrelas de População I<sup>2</sup> poderiam ser utilizadas para traçar as estruturas espirais de nossa Galáxia (COUPER, 1986).

Da mesma forma, aglomerados abertos com estrelas jovens também se mostraram bons indicadores dos braços espirais (ELMEGREEN, 1985). No entanto, esses indicadores (no óptico) são úteis para mapear apenas as estruturas espirais locais, como mostrado na Figura 7, pois, devido a nossa perspectiva interna da Galáxia e a extinção por poeira, encontrar essas estrelas no óptico é limitada a poucos kpc.

Assim, para traçar as estruturas espirais por toda a Galáxia, é preciso indicadores que não sofram com a extinção por poeira. O primeiro desses indicadores surgiu com a descoberta da emissão  $HI$  em 21 cm por átomos neutros de hidrogênio (COUPER, 1986; HÜTTEMEISTER, 2003). Isso permitiu que Oort *et al.* (1958) construíssem um mapa quase completo do plano Galáctico das regiões de emissão  $HI$ . O mapa é claramente assimétrico e vagamente se assemelha a uma estrutura espiralada, mas não aponta claramente os braços espirais. O resultado mais sólido obtido a partir desses dados é que a Via Láctea é de fato uma galáxia com disco (não podendo claramente ser classificada entre os tipos de galáxias espirais) e com diâmetro da ordem de 20 a 30 kpc (ver Figura 8).

Átomos de hidrogênio ionizados ( $HII$ ) também são observados em discos galácticos, dentro dos braços espirais como regiões de características brilhantes e condensadas (ver Figura 9). Os átomos de  $HII$  são ionizados principalmente por estrelas jovens, massivas e brilhantes de classificação O e B. Desta forma, são considerados bons traçadores de regiões de formação estelar e são especialmente úteis para mapear as estruturas espirais de nossa Galáxia (ver Figura 9, GEORGELIN, Y. M.; GEORGELIN, Y. P., 1976; RUSSEIL, 2003; HOU *et al.*, 2009; HOU; HAN, 2014; LEE,

---

<sup>2</sup>Não deixamos explícito, mas as estrelas brilhantes e azuis do tipo espectral O, B e OB são estrelas de População I. Assim, se identificamos espectroscopicamente essas estrelas, podemos obter suas distâncias, conforme discutimos na Seção 2.1.

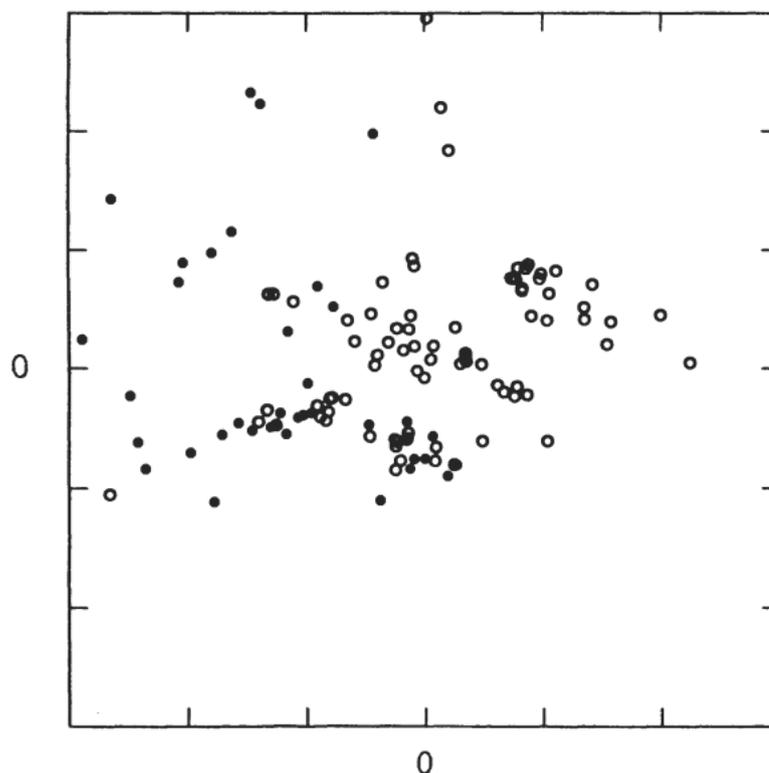


Figura 7 – A estrutura local dos braços espirais evidenciadas pelos aglomerados abertos jovens. O Sol está nas origens. O espaço entre as marcações nos eixos é de 2 kpc.

Fonte: Fig. 1 em Elmegreen (1985).

J. H. *et al.*, 2011).

As estruturas espirais também são observadas em emissões de nuvens moleculares de monóxido de carbono (CO), apresentando melhor relação com os braços espirais que as emissões *HI* (YOUNG; SCOVILLE, 1991; SCHINNERER *et al.*, 2013).

Baseados nesses dados a maioria dos autores veem a Via Láctea composta por quatro braços espirais (VALLEE, 1995). Entretanto, quando vista a partir de dados do infravermelho próximo (banda K), cujas emissões são majoritariamente por fontes mais velhas, o melhor ajuste é o modelo de dois braços espirais (DRIMMEL, 2000), indicando que a Via Láctea pode apresentar padrões diferentes no visível e no infravermelho.

### 2.2.3 Estrutura do Bojo Galáctico

Observando a imagem da Via Láctea no infravermelho próximo (Figura 10) é notável que nossa galáxia é espiral e que apresenta uma região central, chamada bojo galáctico (BG), em formato que lembra um amendoim. As observações das estrelas do BG sugerem que o bojo é constituído principalmente por estrelas velhas ricas em metais (ou seja, com metalicidades parecidas com a metalicidade solar), com idades de  $10 \pm 2,5$  Giga anos, indicando que este seria o primeiro componente massivo formado

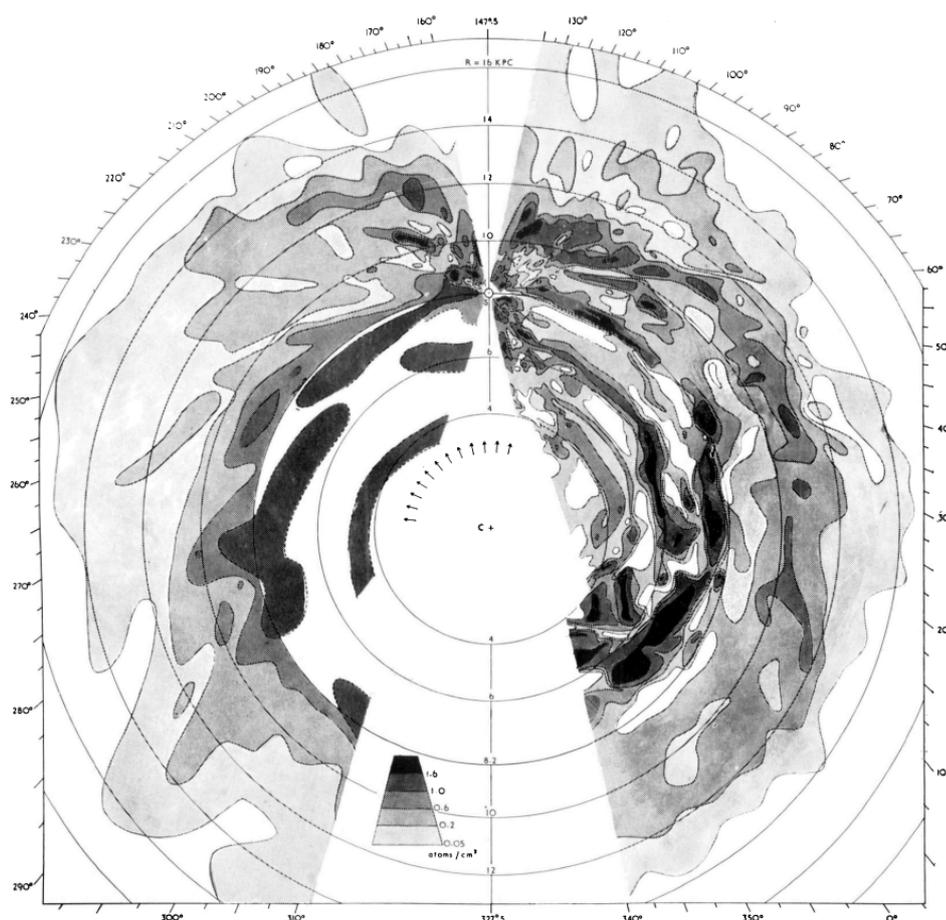


Figura 8 – Mapa de emissão HI em 21 cm produzido por Oort em 1958. No centro do mapa está o Centro Galáctico. O Sol está localizado acima do Centro Galáctico, no anel de 8 kpc. O primeiro anel está distante 4 kpc do Centro Galáctico e os demais estão separados por 2 kpc.

Fonte: Fig. 4 em Oort *et al.* (1958).

na Via Láctea (MINNITI; ZOCCALI, 2008).

O BG não é esférico como inicialmente se imaginava, mas alongado. Possui uma estrutura em forma de barra visível nos mapas infravermelhos do DIRBE IR (*Diffuse Infrared Background Experiment*, instrumento do satélite COBE) e pelas RC (STANEK *et al.*, 1994, 1997).

A estrutura barrada apresenta razão de aspecto de 10:4:3 (comprimento, largura e altura), comprimento médio de  $\sim 3,1-3,5$  kpc, inclinação de  $\Phi = 20^\circ$  com a linha de visada (linha entre o Centro Galáctico e a Terra) e com lado mais próximo localizado nas longitudes positivas (CHURCHWELL *et al.*, 2009). Além disso, o perfil de densidade estelar do bojo da Via Láctea sugere uma massa total para o bojo em  $2.0 \pm 0.3 \times 10^{10} M_\odot$  (VALENTI *et al.*, 2016).

O bojo também parece ter uma barra menor, com aproximadamente 600 kpc na região central (ALARD, 2001) e uma barra longa confinada ao plano Galáctico, identificada por meio das RC (LÓPEZ-CORREDOIRA *et al.*, 2007).

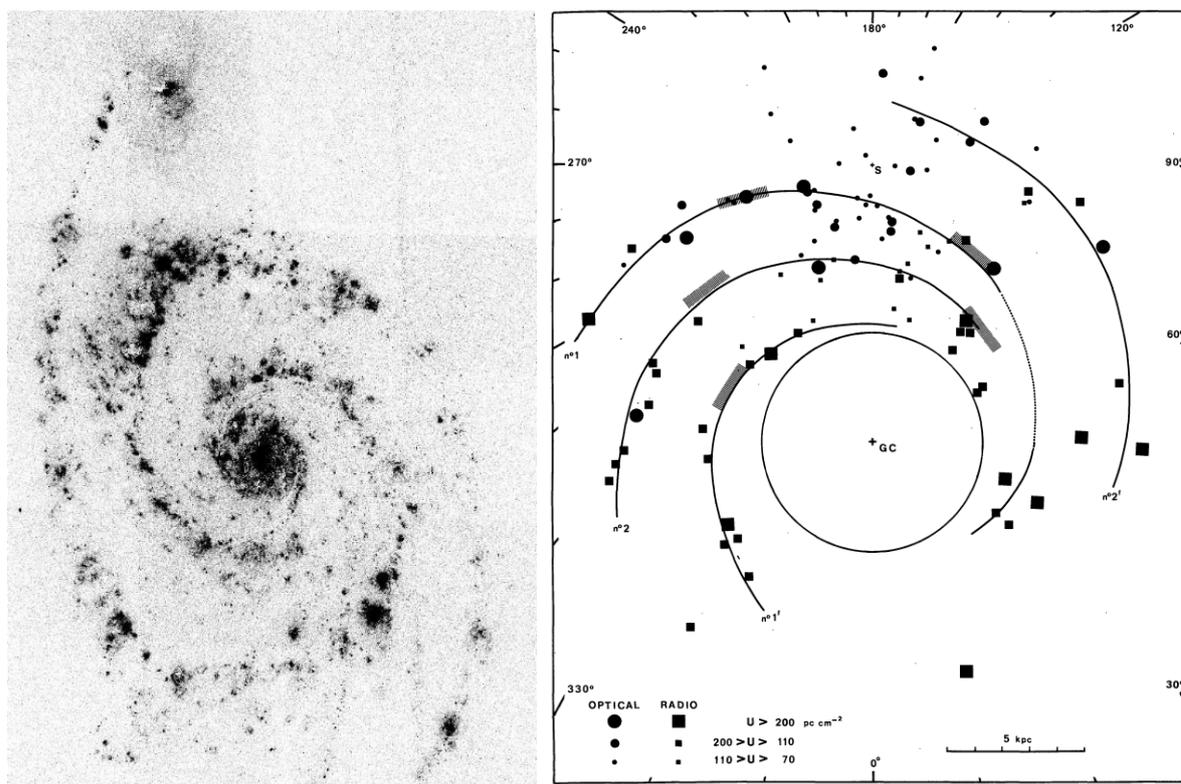


Figura 9 – Braços espirais de M51 e da Via Láctea. À esquerda temos os braços espirais de M51 traçados pela emissão de *HII* (LEE, J. H. *et al.*, 2011). À direita temos o modelo de 4 braços espirais para a Via Láctea construído por Y. M. Georgelin e Y. P. Georgelin (1976) usando as emissões de *HII*.

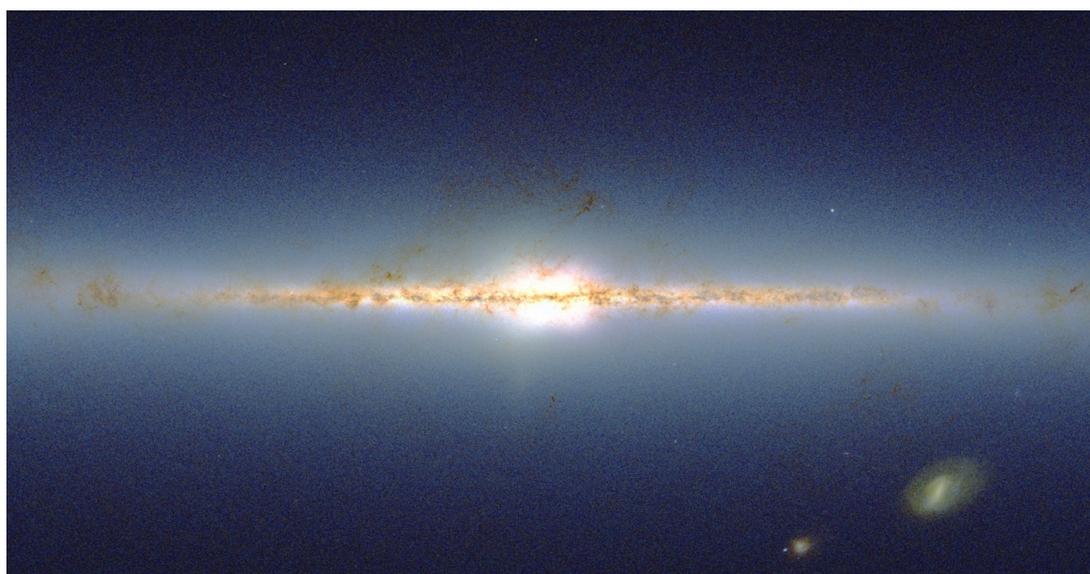


Figura 10 – Recorte do mapa da Via Láctea realizado pelo projeto 2MASS.

Fonte: 2MASS/J. Carpenter, T. H. Jarrett, & R. Hurt.

Em meio a todas essas descobertas, ainda temos muitos problemas para resolver. Por exemplo, milhares de RRL foram encontradas no bojo, e, como as RRL são traçadores clássicos de populações velhas de estrelas pobres em metais, ainda não está claro se as RRL pertencem ao bojo ou ao halo interno (ALCOCK *et al.*, 1998), embora se tenha encontrado RRL até nas regiões mais internas do bojo (CONTRERAS RAMOS *et al.*, 2018). Evidências do levantamento do OGLE sugerem que, apesar da distribuição das RRL no bojo não ser claramente alongada como das RC, uma estrutura barrada parece seguir a barra evidenciada pelas RC (COLLINGE *et al.*, 2006; PIETRUKOWICZ *et al.*, 2015). No entanto, outros estudos sugerem uma distribuição esfericamente simétrica, sem indícios da barra, em volta do centro da Via Láctea (SOSZYŃSKI *et al.*, 2019; MINNITI *et al.*, 2017; GRAN *et al.*, 2015; DÉKÁNY *et al.*, 2013).

Além disso, o BG também parece apresentar uma estrutura em forma de X. Ao longo do eixo em  $l = 0$ , acima e abaixo do plano Galáctico, as RC parecem se dividir em duas componentes, divergindo em altas latitudes (SAITO *et al.*, 2011; NATAF *et al.*, 2014; NESS; LANG, 2016). Entretanto, essa estrutura parece não estar presente na distribuição das RRL (PIETRUKOWICZ *et al.*, 2015). Assim, mais estudos nas regiões mais internas do bojo são necessários para termos melhor compreensão das relações das RRL com essas estruturas.

#### 2.2.4 Síntese sobre a Via Láctea

Juntando todas essas descobertas R. Hurt do *Spitzer Space Science Center*, em colaboração com R. Benjamin da Universidade de Winskonsin-Whitewater, construiu uma representação da Via Láctea com vista de cima que mostramos na Figura 11. A partir disso, podemos sumarizar nossa compreensão atual da Via Láctea em: 1) a Via Láctea possui dois braços principais que partem das extremidades de uma estrutura barrada; 2) o Sol está próximo à borda do Braço local (*Orion Spur*), a 8 kpc do centro Galáctico; 3) o BG possui uma estrutura barrada com comprimento médio entre 3,1 a 3,5 kpc e está inclinada em  $20^\circ$  em relação à linha de visão entre o Sol e o centro Galáctico. 4) e o BG é dominado por estrelas velhas ricas em metais, mas estrelas pobres em metais também estão presentes.

### 2.3 ESTRELAS VARIÁVEIS

A maioria das estrelas observadas são estáveis e, portanto, mantêm seu brilho constante por escalas de tempo da ordem de milhares de anos. Estrelas Variáveis, entretanto, variam o brilho em escalas de tempo pequenas, algumas devido a processos internos, outras por efeitos geométricos, ou, ainda, por eventos eruptivos.

Desta forma, as estrelas variáveis podem ser classificadas em três categorias

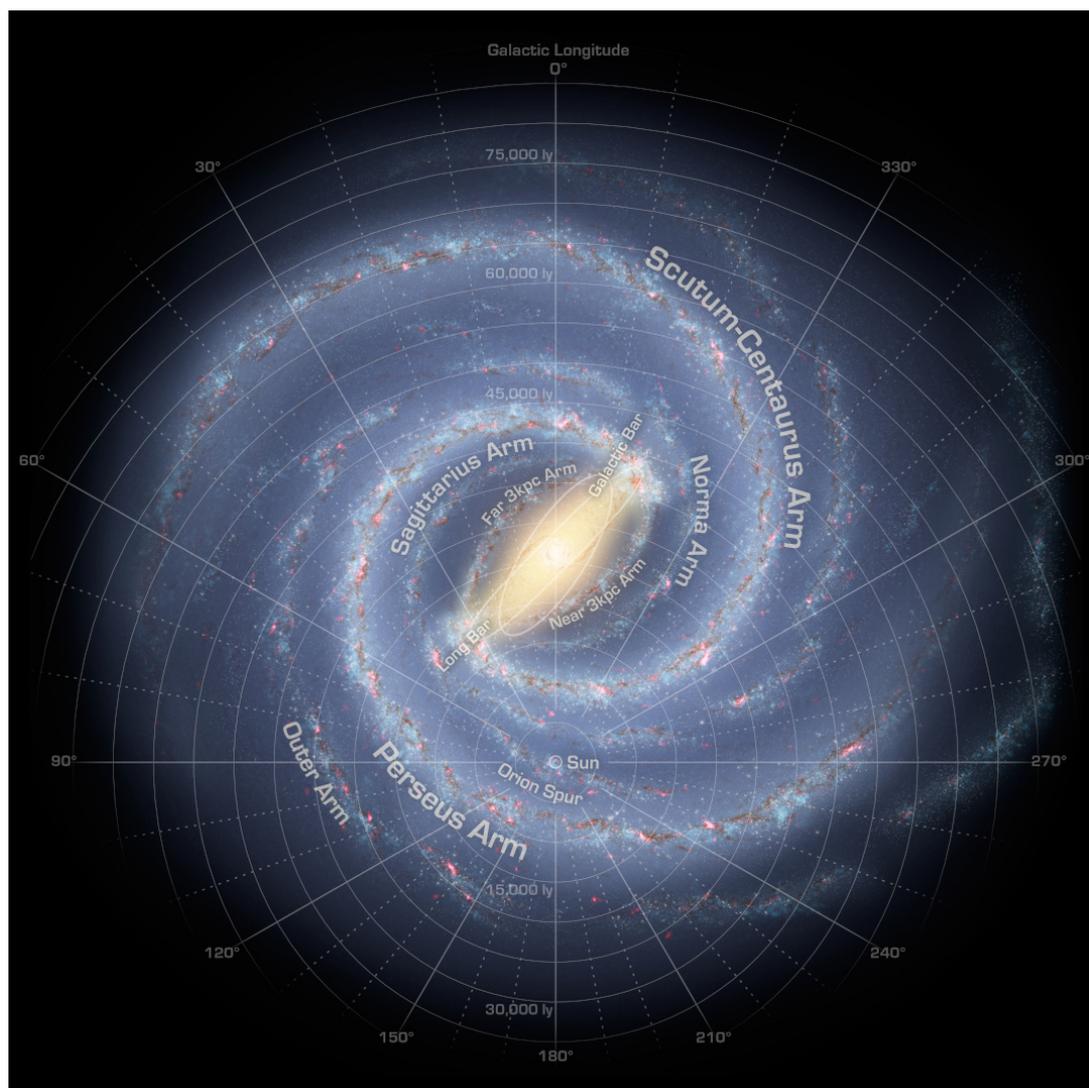


Figura 11 – Visão atual da Via Láctea.

Fonte: NASA/JPL-Caltech/R. Hurt (SSC/Caltech)

principais: variáveis geométricas; variáveis eruptivas; e variáveis pulsantes. Também podemos classificar fazendo a distinção entre extrínseca e intrínseca, com as variáveis geométricas consideradas extrínsecas e as outras duas intrínsecas (KALLRATH; MILONE, 2009; CATELAN; SMITH, H. A., 2015).

Uma estrela variável geométrica não varia seu brilho por causa de um processo físico, mas pela mudança de aspecto, quando a parte visível da estrela muda com o tempo. Neste grupo estão as binárias eclipsantes (BE) e também os casos em que o eclipse não é causado pela estrela companheira, mas por um planeta. Também podemos incluir os pulsares que variam por causa da rotação; os eventos de microlentes gravitacionais; e as estrelas com manchas na superfície – uma mancha juntamente com a rotação da estrela pode causar modulação da curva de luz (KALLRATH; MILONE, 2009; CATELAN; SMITH, H. A., 2015)

Já uma variável cataclísmica é um sistema binário composto por uma anã

branca e uma estrela da sequência principal. O sistema é tipicamente pequeno, algumas<sup>3</sup> de tamanho similar ao sistema Terra-Lua. A anã branca é usualmente referida como a estrela primária e a estrela normal como a companheira ou secundária. A secundária perde material para a anã branca através de acreção e a região do disco onde a matéria da estrela companheira encontra o disco de acreção, o *'hot spot'*, é responsável por provocar um grande aumento no brilho da curva de luz (KALLRATH; MILONE, 2009; CATELAN; SMITH, H. A., 2015).

As estrelas pulsantes são variáveis intrínsecas, pois as variações do brilho são causadas por mudanças físicas no interior das estrelas. No caso das estrelas pulsantes radiais as variações periódicas no brilho são causadas pela expansão e contração das camadas superficiais da estrela. Aumentando e diminuindo seu tamanho periodicamente a estrela aumenta e diminui sua área superficial, aumentando e diminuindo sua luminosidade. Cefeidas, RRL e Miras são exemplos de estrelas pulsantes radiais. Também temos estrelas pulsantes não radiais, como as  $\beta$  Cephei,  $\gamma$  Doradus, GW Virginis e ZZ Ceti. Neste caso, as mudanças no brilho não são causadas pelo aumento e diminuição do tamanho, mas por oscilações  $p$  e/ou  $g$ -modais<sup>4</sup> na superfície da estrela (CATELAN; SMITH, H. A., 2015). Na Figura 12 podemos ver onde essas e outras estrelas pulsantes aparecem no diagrama HR.

As estrelas pulsantes também podem ser agrupadas em termos do mecanismo de excitação responsável por produzir a pulsação. Isso inclui, por exemplo, os mecanismos  $kappa$  ( $\kappa$ ) e  $gamma$  ( $\gamma$ ) que são acionados pelas zonas de ionização parcial de elementos abundantes, H e He em particular, no interior estelar (CATELAN; SMITH, H. A., 2015). As estrelas pulsantes agrupadas dessa maneira estão nas regiões preenchidas com linhas diagonais no diagrama HR, na Figura 12.

Além disso, as estrelas pulsantes podem ser classificadas em função do estágio evolutivo em que as estrelas se encontram. Assim, temos: 1) as variáveis da sequência principal, incluindo  $\delta$  Scuti, SX Phoenicis e  $\gamma$  Doradus, na região inferior da sequência principal, e  $\beta$  Cephei e SPBs (*Slow Pulsating Blue* - estrelas azuis de pulsação lenta), na região superior da sequência principal; 2) as variáveis vermelhas evoluídas, como as Cefeidas, Miras e semi-regulares; 3) as variáveis azuis evoluídas, como  $\alpha$  Cygni e LBVs (Luminous Blue Variables - variáveis luminosas azuis) e 4) os pulsares compactos, incluindo GW Virginis, ZZ Ceti e outras anãs brancas pulsantes (ver Figura 12).

Finalmente, também podemos agrupar as estrelas pulsantes de acordo com sua massa e populações estelares às quais são comumente associadas. Assim, temos as estrelas variáveis de baixa massa, incluindo as RRL, Cefeidas do tipo II e SX Phe, as quais são exemplares típicos de estrelas de População II, e as estrelas variáveis

---

<sup>3</sup>Quando a secundária é uma estrela da sequência principal de tipo tardio, de baixa massa. Se a secundária for uma gêmea solar ( $1M_{\odot}$  e  $1R_{\odot}$ ) apenas o raio da estrela já é quase o dobro da distância Terra-Lua.

<sup>4</sup>Veja a seção 5.11 de Catelan e H. A. Smith (2015) para mais detalhes.

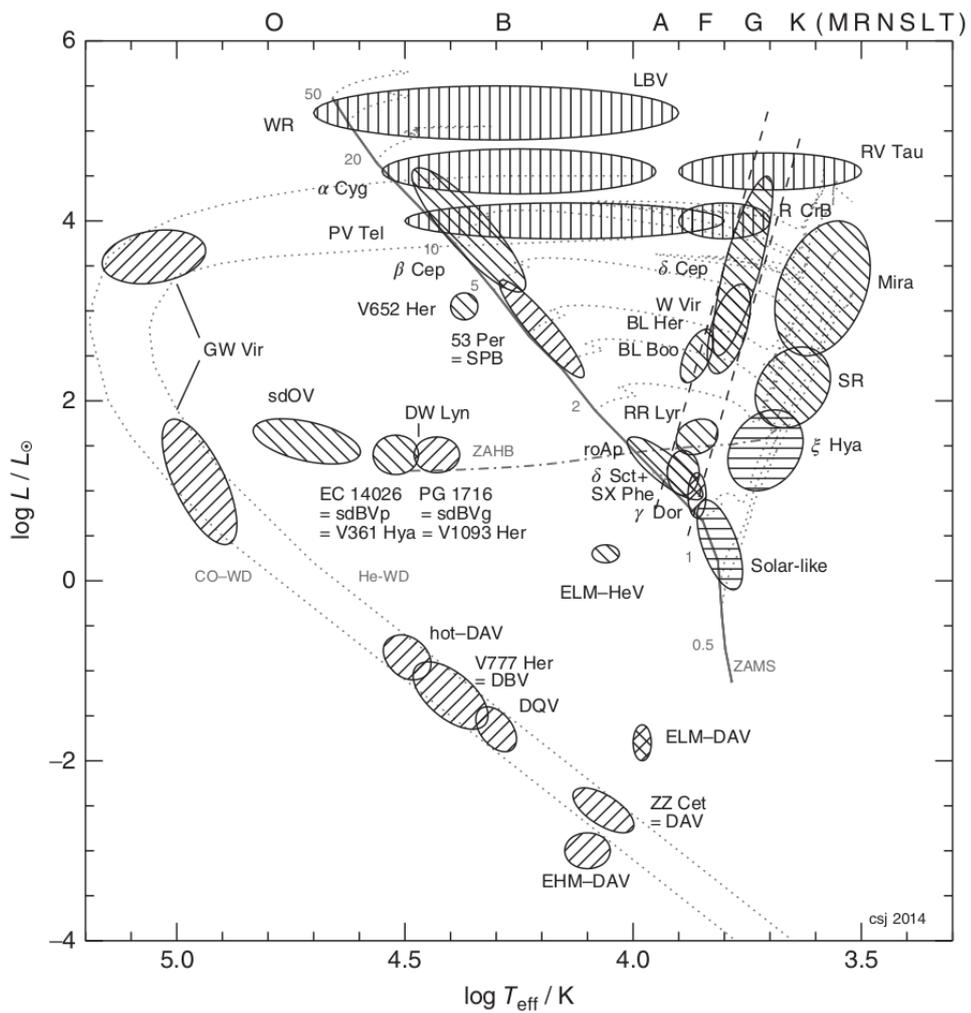


Figura 12 – Distribuição de diferentes estrelas pulsantes no diagrama HR. A sequência principal de idade zero (ZAMS) é mostrada pela linha contínua. Caminhos evolucionários de diversas massas, em massas solares, são mostrados em linhas tracejadas. O ramo horizontal de idade zero (ZAHB) é mostrado pela linha pontilhada e tracejada. Caminhos de resfriamento das anãs brancas também são mostrados. Elipses preenchidas com linhas diagonais correspondem às estrelas que pulsam principalmente devido aos mecanismos  $\kappa$  e  $\gamma$ . Regiões preenchidas com linhas horizontais correspondem aos pulsares do tipo solar. Regiões preenchidas com linhas verticais correspondem às pulsações altamente não adiabáticas, incluindo modos estranhos.

Fonte: (CATELAN; SMITH, H. A., 2015, p.50)

de intermediária e alta massa, como as Cefeidas,  $\delta$  Scuti,  $\beta$  Cephei, SPBs e LBVs, as quais são exemplares típicos de estrelas de População I (CATELAN; SMITH, H. A., 2015).

Em nosso levantamento, dois tipos principais de estrelas variáveis se fizeram presentes, dentro da faixa de período investigada: as binárias eclipsantes e as RRL. Assim, nas seções seguintes apresentaremos mais detalhes acerca destas duas classes de estrelas.

### 2.3.1 Binárias Eclipsantes

Uma estrela binária eclipsante é um sistema binário de alta inclinação, com plano orbital orientado de lado para a Terra de maneira que eclipses periódicos podem ocorrer. Estes sistemas são importantes na Astrofísica uma vez que permitem calcular a massa e raio das componentes, assim como a distância até o sistema, sendo úteis no estudo de estruturas na Via Láctea, juntamente com as RRL, Cefeidas, e RC (SOUTHWORTH *et al.*, 2005; HEŁMINIAK *et al.*, 2013; PIETRUKOWICZ, 2020).

As binárias eclipsantes podem ser classificadas em três tipos, dependendo do formato da curva de luz: EA (Algols), EB ( $\beta$  Lyrae) e EW (W Ursae Majoris).

As EAs [Figura 13 (a)] são distintas das outras duas, principalmente porque apresentam uma porção plana nas suas curvas de luz, sugerindo que os efeitos causados pela proximidade das componentes são pequenos, apresentando grande diferença entre a profundidade dos dois mínimos. As curvas de luz das EBs [Figura 13 (b)], por outro lado, são continuamente variáveis e com uma grande diferença nas profundidades dos mínimos, indicando que as componentes possuem brilho superficial bastante diferente. Por fim, as curvas de luz das EWs [Figura 13 (c)] também são continuamente variáveis, mas com apenas uma pequena diferença nas profundidades dos mínimos. Tanto as EWs como as EBs apresentam variações (distorções) fora dos eclipses causadas por efeitos de maré. Além disso, enquanto as EWs são sistemas binários de contato as EBs podem surgir de sistemas separados ou semi-acoplados (KALLRATH; MILONE, 2009). Essas características podem ser utilizadas para distinguir as binárias eclipsantes das demais variáveis em rotinas automatizadas ou de inspeção visual (MONTENEGRO *et al.*, 2019; GRAMAJO *et al.*, 2020).

### 2.3.2 RR Lyrae

As RRL são uma subclasse de estrelas do ramo horizontal no DCM. São encontradas na faixa de instabilidade (ver diagonal marcada entre linhas tracejadas na Figura 12) com magnitude absoluta no visível próximo a 0,6 mag e temperatura média efetiva entre 6000 e 7500 K (CATELAN, 2004). As RRL são encontradas apenas em sistemas que contém componente estelar mais velha que 10 giga anos e, por

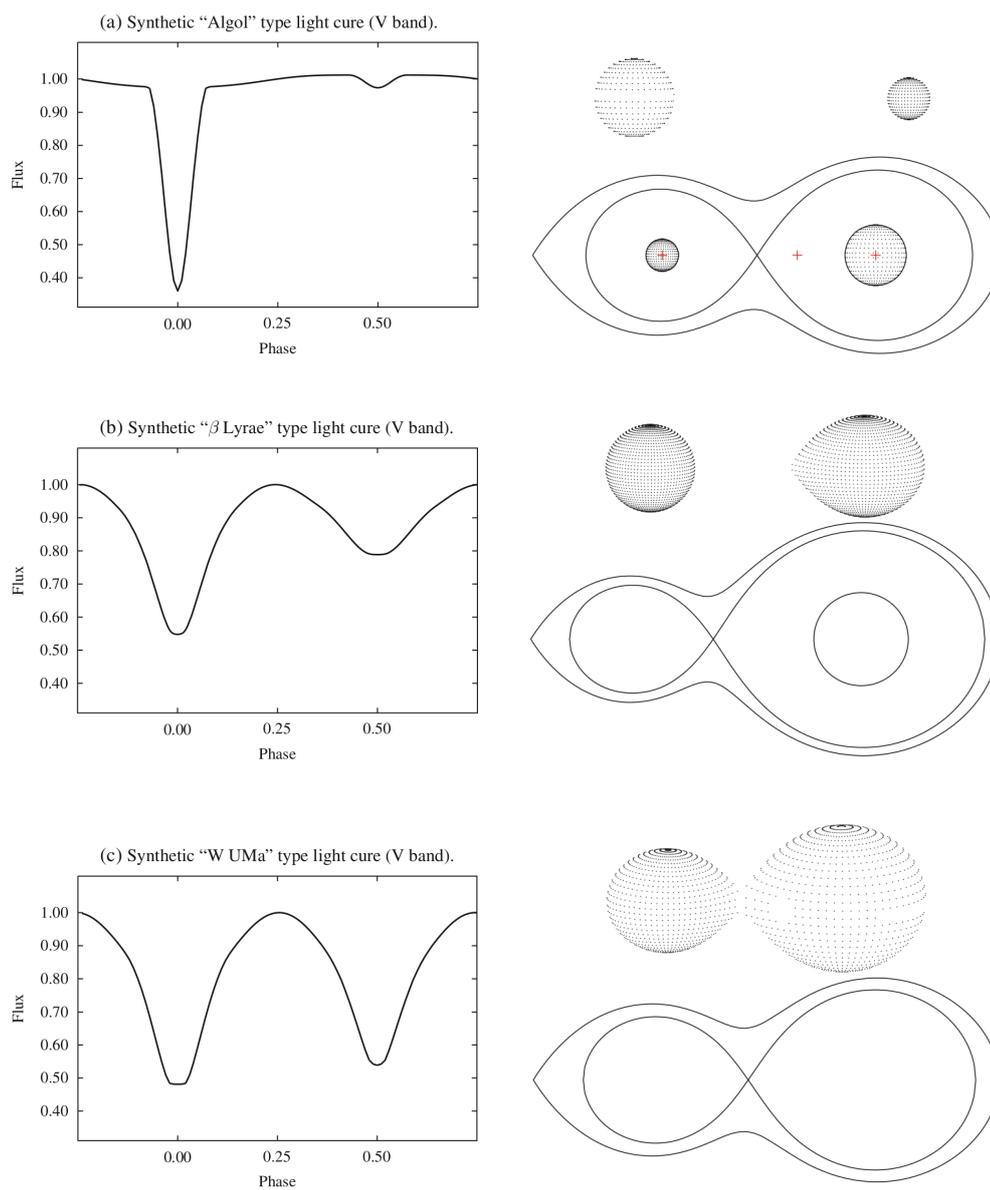


Figura 13 – Classes de curvas de luz das BEs. Os gráficos a), b) e c) mostram as curvas de luz sintéticas e os modelos geométricos das BEs do tipo EA, EB e EW, respectivamente.

Fonte: (KALLRATH; MILONE, 2009)

apresentarem pequeno espalhamento na magnitude absoluta, são fundamentais para determinar a distância até sistemas estelares velhos (CATELAN; SMITH, H. A., 2015).

No passado, por volta dos anos 1890, quando se descobriu essa classe de estrelas variáveis, as RRL foram nomeadas de *variáveis de aglomerados*, pois Solon I. Bailey notou que, em aglomerados globulares, essas variáveis apresentavam propriedades similares, tais como período menor de um dia e amplitude de pulsação por volta de uma magnitude (CATELAN; SMITH, H. A., 2015).

Bailey (1902), encontrou uma quantidade relativamente grande de RRL no aglomerado  $\omega$  Centauri (NGC 5139) e as dividiu em três subclasses, *a*, *b* e *c*, segundo o formato das curvas de luz, período e amplitude. Os tipos *a* e *b* apresentavam curvas de luz similares, mas as do tipo *b* possuíam amplitudes menores e período mais longos que as do tipo *a*. Já as do tipo *c* possuíam período mais curtos e amplitudes menores, além das curvas de luz serem mais simétricas, que os demais tipos.

As subclasses *a* e *b* de Bailey foram, mais tarde, agrupadas em uma única subclasse (RRab), principalmente porque foi descoberto que esses dois tipos pulsam no modo fundamental e formam uma sequência contínua no diagrama amplitude-período (também conhecido como diagrama de Bailey). As do tipo *c* (RRc), no entanto, pulsam no primeiro sobretom e aparecem distintas no diagrama de Bailey (CATELAN; SMITH, H. A., 2015). A Figura 14 mostra exemplares de curvas de luz das estrelas RRab e RRc nos filtros do *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) e a Figura 15 apresenta as curvas de luz da estrela RRab V1<sup>5</sup> no aglomerado globular M22 nos filtros U, B, V, I e K (note que a amplitude das curvas diminui em direção ao infravermelho).

Além disso, Oosterhoff (1939) notou, observando cinco aglomerados globulares, que eles podiam ser divididos em dois grupos, conhecidos como grupos de Oosterhoff. Dois dos aglomerados, M3 e M5 (NGC 5904) apresentavam RRL com período médio próximo de 0,55 dias, enquanto os outros três,  $\omega$  Centauri, M15 (NGC 7078) e M53 (NGC 5024) tinham período médio próximo de 0,65 dias. Observações de outros aglomerados mostraram que esta divisão era uma propriedade geral dos aglomerados globulares da Via Láctea que apresentavam quantidades significativas de RRL, como mostrado na Figura 16. Note a lacuna distinta próximo de 0,6 dias, região evitada pelos aglomerados da Via Láctea. Algumas vezes essa região é chamada de Lacuna de Oosterhoff.

Esta lacuna não está presente em todos os sistemas. A Figura 17 mostra um diagrama do período médio *versus* [Fe/H] para os aglomerados globulares das galáxias anãs esferoidais da Via Láctea, e para os aglomerados globulares nas Nuvens de Magalhães. Aquela distribuição bimodal vista na Via Láctea não está presente na figura. A distribuição é povoada pela população chamada de Oosterhoff intermediária. O porque de sistemas diferentes apresentarem essas características ainda é uma

---

<sup>5</sup>V1 significa variável 1 no aglomerado.

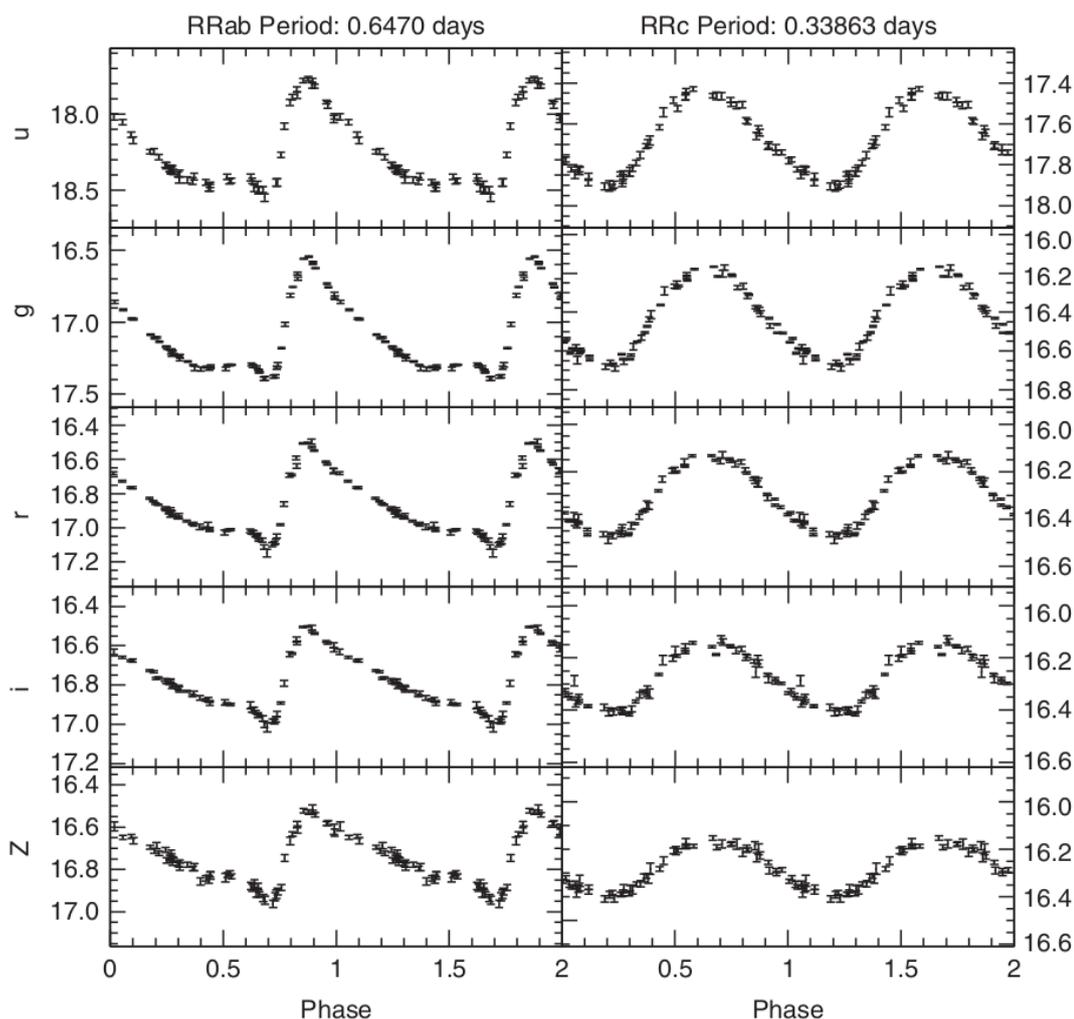


Figura 14 – Exemplares de curvas de luz de estrelas RRab e RRc nos filtros do SDSS.

Fonte: (DE LEE, 2008 apud CATELAN; SMITH, H. A., 2015)

questão em aberto (CATELAN; SMITH, H. A., 2015).

Como velas-padrões, as RRL são particularmente importantes por estarem no estágio evolutivo do ramo horizontal e na região de instabilidade no DCM, onde a distribuição das estrelas é praticamente horizontal. Assim, todas as RRL num aglomerado apresentam a mesma magnitude aparente, como pode ser visto na Figura 18. Isso, no entanto, não se estende universalmente para outras regiões do espectro. A relação PL parece ficar bem definida conforme movemos para o infravermelho (ver Figura 19) (CATELAN; SMITH, H. A., 2015; CATELAN *et al.*, 2004).

### 2.3.2.1 Relação Período-Luminosidade

Longmore *et al.* (1986) descobriram que existe uma relação linear entre a magnitude média no infravermelho (banda K) e o logaritmo do período do modo fundamental das RRL observadas nos aglomerados M3, M5 e M107 (relação similar a aquela do aglomerado do Retículo na Figura 19). Uma notável característica da relação PL das

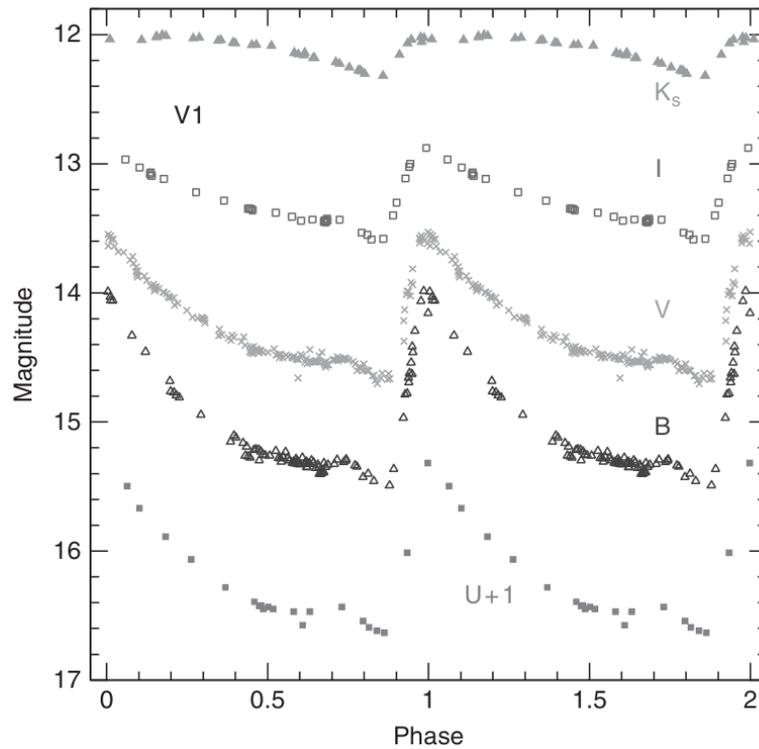


Figura 15 – Exemplares de curvas de luz de estrelas R Rab nas bandas U, B, V, I e K. As curvas foram deslocadas em magnitudes para evitar sobreposição.

Fonte: (CATELAN; SMITH, H. A., 2015)

RRL é que ela parece ter a vantagem de ser relativamente insensível à extinção interestelar e à metalicidade, podendo ser uma ferramenta muito útil no estudo de distâncias e estruturas na Via Láctea.

Catelan *et al.* (2004) apresentaram calibrações teóricas das relações PL das RRL nas bandas U,B,V,R,I,J,H e K dos filtros Johnson-Cousins-Class baseadas em estrelas sintéticas do ramo horizontal para diversas metalicidades e levando em conta efeitos evolutivos e de composição química. Os gráficos da Figura 20 mostram as relações PL das RRL sumarizadas nas equações:

$$M_V = 2,288 - 0,882 \log P + 0,108(\log Z)^2 \quad (4)$$

$$M_I = 0,471 - 1,132 \log P + 0,205 \log Z \quad (5)$$

$$M_J = -0,141 - 1,773 \log P + 0,190 \log Z \quad (6)$$

$$M_H = -0,551 - 2,313 \log P + 0,178 \log Z \quad (7)$$

$$M_K = -0,597 - 2,353 \log P + 0,175 \log Z \quad (8)$$

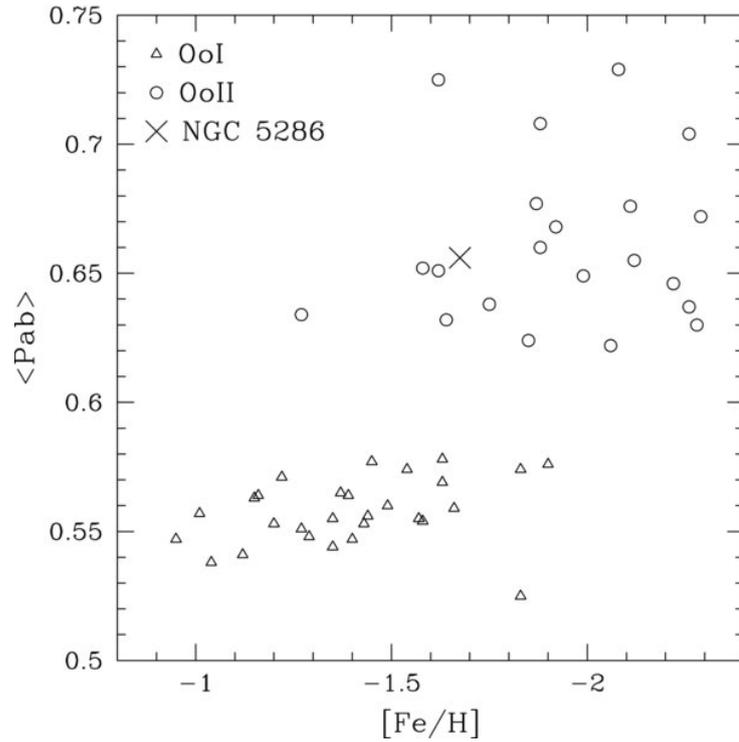


Figura 16 – Dicotomia de Oosterhoff observada nos aglomerados globulares da Via Láctea. Os triângulos marcam os aglomerados com RRL do tipo Oosterhoff I e os círculos marcam os aglomerados com RRL do tipo Oosterhoff II. Os períodos são em dias.

Fonte: (ZOROTOVIC *et al.*, 2010)

Essas relações PL construídas para os filtros Jhonson-Cousins-Class precisam ser transformadas para o sistema de filtros do VISTA. Isso pode ser feito transformando a magnitude  $M_K$  de cada estrela sintética do ramo horizontal de Catelan *et al.* (2004) para as bandas do VISTA e realizando novo ajuste no diagrama  $M_K$  versus  $\log P$  (DÉKÁNY *et al.*, 2013).

O resultado desse procedimento, realizado por Alonso-García *et al.* (2015), são as seguintes relações PL para as bandas do VIRCAM/VISTA:

$$M_Z = +0,1570 - 1,247 \log P + 0,2014 \log Z \quad (9)$$

$$M_Y = +0,0090 - 1,467 \log P + 0,1966 \log Z \quad (10)$$

$$M_J = -0,2361 - 1,830 \log P + 0,1886 \log Z \quad (11)$$

$$M_H = -0,5539 - 2,302 \log P + 0,1781 \log Z \quad (12)$$

$$M_{K_s} = -0,6365 - 2,347 \log P + 0,1747 \log Z \quad (13)$$

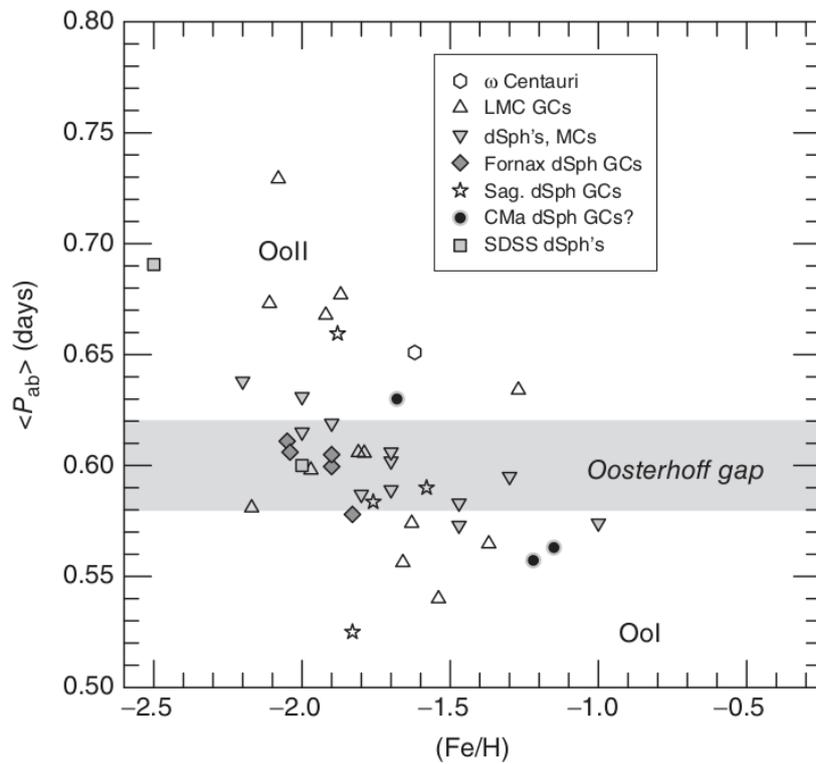


Figura 17 – Ausência da Dicotomia de Oosterhoff em outros sistemas.

Fonte: (CATELAN; SMITH, H. A., 2015)

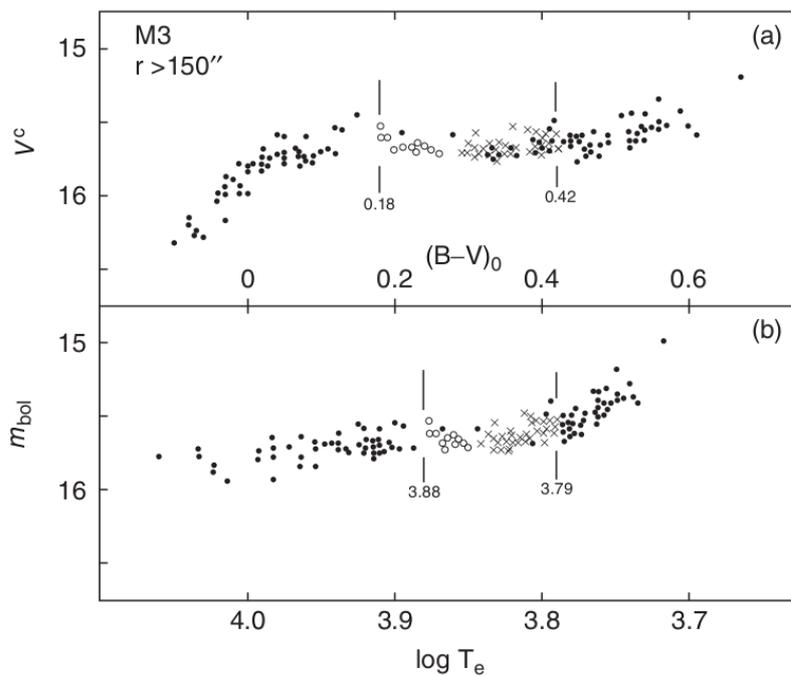


Figura 18 – Diagrama cor-magnitude e diagrama HR das estrelas do ramo horizontal do aglomerado M3. As RRab são marcadas em 'x' e as RRc em círculos vazios. Estrelas do ramo horizontal não variáveis são marcadas por círculos preenchidos.

Fonte: (CATELAN; SMITH, H. A., 2015)

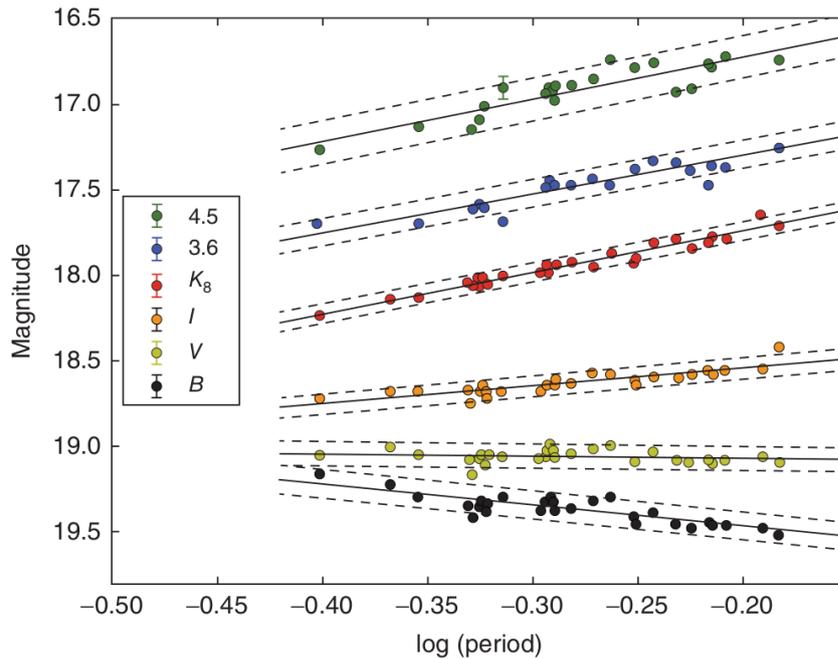


Figura 19 – Magnitude aparente *versus* período para estrelas RRL no aglomerado globular do Reticulo, associado à Grande Nuvem de Magalhães. A banda V é basicamente plana, indicando que não há relação PL para as RRL no visível. Entretanto, à medida em que movemos para o infravermelho uma relação PL fica evidente.

Fonte: (CATELAN; SMITH, H. A., 2015)

Como essas relações PL estão calibradas para serem utilizadas com as R<sub>ab</sub>, precisamos transformar o período das R<sub>rc</sub>, que estão no primeiro sobretom, para o modo fundamental através da Equação (14) (e.g., LONGMORE *et al.*, 1986; MURAVEVA *et al.*, 2015; NAVARRETE *et al.*, 2017).

$$\log(P_{ab}) = \log(P_c) + 0,127 \quad (14)$$

Desta forma, provendo o período e a metalicidade podemos calcular a magnitude absoluta e, por fim, obter a distância às RRL.

### 2.3.2.2 Metalicidade

A metalicidade corresponde à fração de elementos químicos diferentes de Hidrogênio e Hélio. Assim, embora Carbono, Nitrogênio, Oxigênio e Neônio não sejam metais na tabela periódica eles são classificados coletivamente como metais na Astrofísica. Uma das maneiras de determinar a metalicidade é através da espectroscopia. O Ferro, apesar de não ser o mais pesado, é um dos elementos químicos mais fáceis de se medir com espectroscopia no visível, e é costumeiramente utilizado para descrever

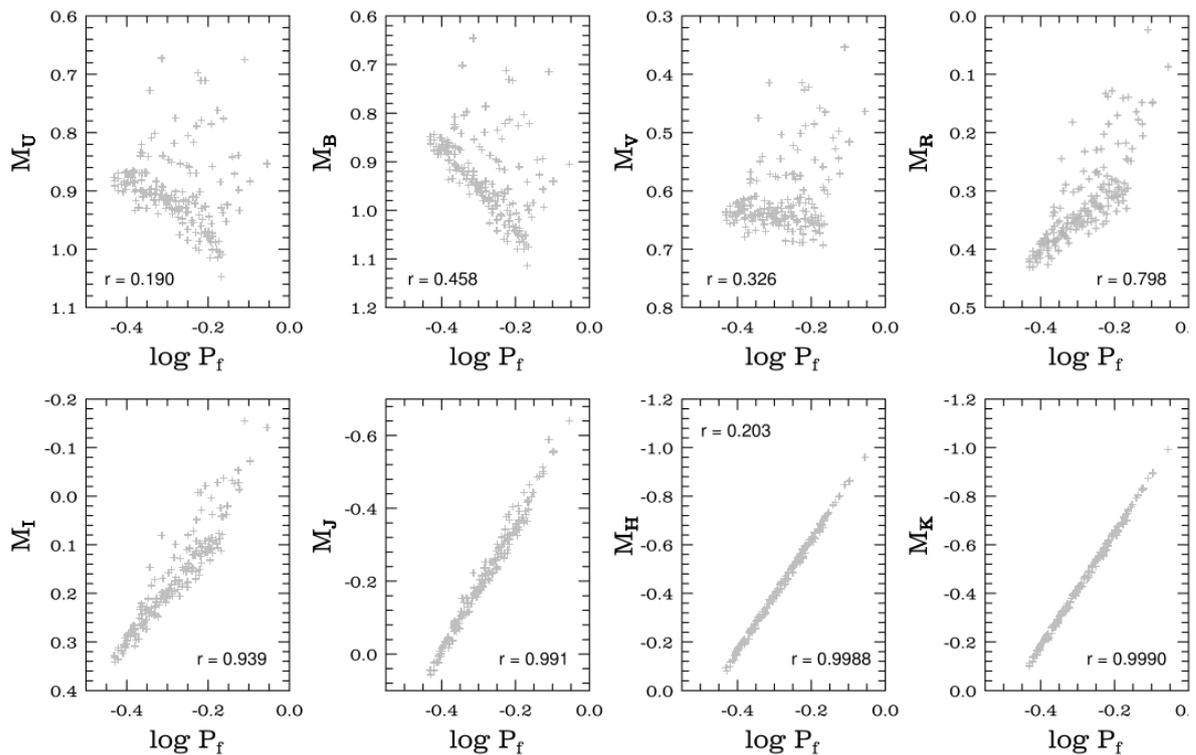


Figura 20 – Relações PL em diferentes bandas. Painel superior: U,B,V e R. Painel inferior: I,J,H e K.  $r$  é o coeficiente de correlação. Todos os gráficos se referem a estrelas do ramo horizontal com  $Z=0,001$ .

Fonte: Catelan *et al.* (2004)

a metalicidade das estrelas por meio da relação:

$$[Fe/H] = \log_{10} \left( \frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{estrela} - \log_{10} \left( \frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{Sol} \quad (15)$$

onde  $N_{Fe}$  e  $N_H$  correspondem ao número de átomos de Ferro e hidrogênio respectivamente. Os valores são expressos em comparação ao Sol e em *dex* (contração de *decimal exponent*). Assim, estrelas com metalicidade maior que a do Sol terão logaritmo positivo e estrelas com metalicidade menor que a do Sol terão logaritmo negativo.

A abundância  $[Fe/H]$  observada nas RRL estende de  $[Fe/H] \sim -2,6$  dex para as mais pobres em metais até  $[Fe/H] \sim 0,0$  dex para as mais ricas, similar à metalicidade solar. A distribuição apresentada na Figura 21 aponta para um pico em  $[Fe/H] \sim -1,5$  dex indicando que as RRL são relativamente pobres em metais (LAYDEN, 1994).

Como não dispomos de medidas espectrais para as estrelas deste trabalho necessitamos de uma maneira alternativa de determinar a metalicidade. As possibilidades encontradas na literatura são: 1) utilizar um mapa de metalicidades para a região estudada; 2) estimar a metalicidade pela relação período-metalicidade ou; 3) utilizar a curva de luz para determinar a metalicidade.

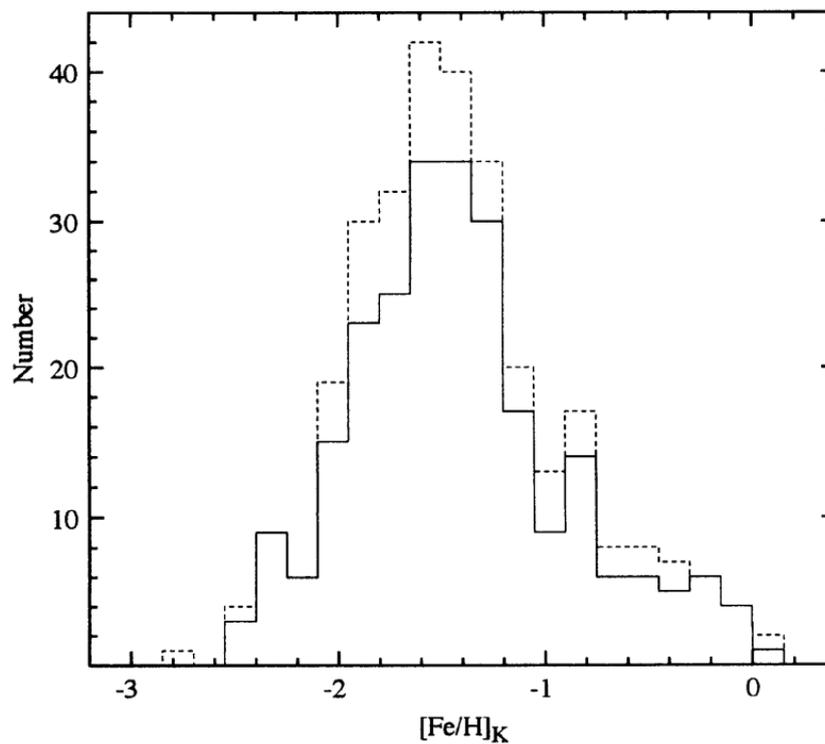


Figura 21 – Distribuição de abundância de metais das RRL locais. A linha sólida inclui apenas as estrelas com  $\langle V \rangle_I < 12,9$  mag, enquanto a linha tracejada inclui todas as RRL observadas.

Fonte: (LAYDEN, 1994)

### 2.3.2.2.1 Metalicidade a partir de um mapa de metalicidades

O *Bulge Extinction And Metallicity Calculator (BEAM)*<sup>6</sup> é um calculador de extinção e metalicidade média para a região do bojo Galáctico desenvolvido por Gonzalez (GONZALEZ *et al.*, 2011, 2012, 2013). O BEAM utiliza a cor das estrelas do RGV, estrelas de População I, para derivar a abundância  $[Fe/H]$  por interpolação com as gigantes vermelhas, de metalicidades conhecidas, dos aglomerados globulares do entorno do bojo Galáctico (VALENTI *et al.*, 2007).

O BEAM produz mapas de metalicidades com resolução de 2 a 6 minutos de arco dependendo da latitude (GONZALEZ *et al.*, 2013). Para a região estudada neste trabalho temos o mapa apresentado na Figura 22, com resolução de 2 minutos de arco, onde podemos destacar a Janela de Baade, no canto inferior direito, com estrelas que apresentam menor metalicidade; e a região de maior metalicidade no canto superior direito. Essas metalicidades, no entanto, são muito maiores que o observado para as RRL em aglomerados globulares e em galáxias vizinhas, as quais apresentam abundância média  $[Fe/H] \sim -1.0$  dex (LAYDEN, 1995; PIETRUKOWICZ *et al.*, 2012; HASCHKE *et al.*, 2012).

<sup>6</sup><http://mill.astro.puc.cl/BEAM/calculator.php>

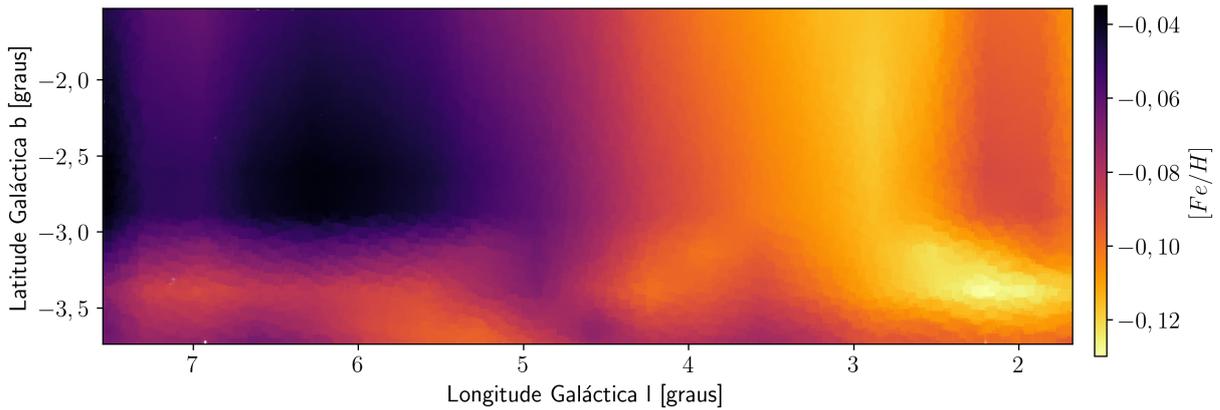


Figura 22 – Mapa de metalicidade gerado com dados calculados pelo BEAM para a área do VVV estudada neste trabalho. O mapa mostra alguns artefatos – faixas verticais de metalicidade constante, para latitudes maiores que -3, que podem vir da forma como o BEAM constrói a metalicidade nessas regiões.

#### 2.3.2.2.2 Metalicidade a partir da relação período-metalicidade

Outra maneira de obter a metalicidade das RRL é através de uma relação entre período e metalicidade. Sandage (1993) e Layden (1995) mostraram que a abundância de metais nas RRL está inversamente relacionada com o período de pulsação, ou seja, enquanto a metalicidade aumenta o período diminui. Sarajedini *et al.* (2006), ajustaram uma reta ao gráfico de  $[Fe/H]$  por  $\log P$  (linha contínua na Figura 23) para as RRL da vizinhança solar (círculos na Figura 23), com metalicidade medidas com espectroscopia, resultando na equação:

$$[Fe/H] = -7,82 \log P_{ab} - 3,43, \sigma = 0,45 \quad (16)$$

Feast *et al.* (2010) ao estudarem o gradiente de metalicidade na Grande Nuvem de Magalhães (GNM) construíram o mesmo ajuste de Sarajedini *et al.* (2006), mas incluindo as RRL presentes na GNM (quadrados e estrelas na Figura 23), resultando na equação:

$$[Fe/H] = -5,62(\pm 0,47) \log P_{ab} - 2,81(\pm 0,13), \sigma = 0,42 \quad (17)$$

Na ausência de determinação espectroscópica essas relações permitem estimar a metalicidade que, apesar do grande desvio, podem ser úteis para determinar a metalicidade média e estudar populações de RRL na Galáxia, como feito por Minniti *et al.* (2017) e Contreras Ramos *et al.* (2018).

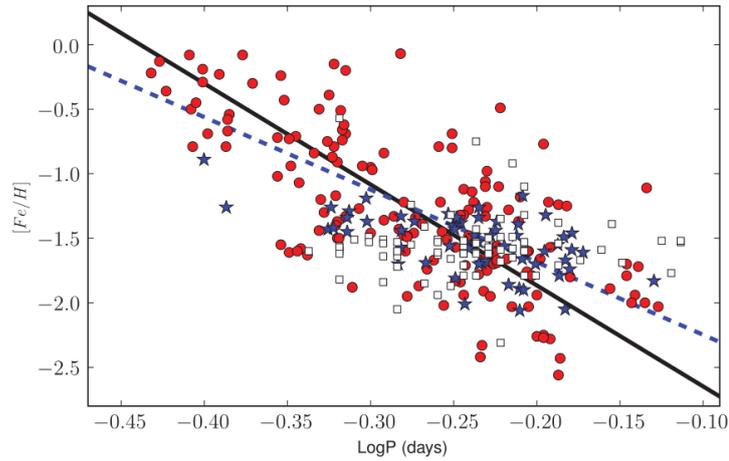


Figura 23 – Relação entre  $[Fe/H]$  e  $\log P$  para RRL Galácticas (círculos) e da LMC (quadrados e estrelas). As linhas contínua e tracejada correspondem às Equações 16 e 17, respectivamente.

Fonte: Feast *et al.* (2010)

### 2.3.2.2.3 Metalicidade a partir da curva de luz

Kovacs e Zsoldos (1995) e Jurcsik e Kovacs (1996) propuseram uma maneira de determinar a abundância  $[Fe/H]$  a partir da curva de luz das RRL. Os autores observaram uma relação linear entre a abundância  $[Fe/H]$ , o período  $P$  e a diferença de fase entre o terceiro e o primeiro harmônico ( $\phi_{ij} = j\phi_i - i\phi_j$ , SIMON; LEE, A. S., 1981) do ajuste de senos às curvas de luz. O gráfico esquerdo da Figura 24 mostra a relação entre a metalicidade observada espectroscopicamente com a metalicidade estimada pela relação  $P - \phi_{ij} - [Fe/H]$ :

$$[Fe/H] = -5,038 - 5,394P + 1,345\phi_{31} \quad (18)$$

com desvio padrão estimado pela fórmula:

$$\sigma_{[Fe/H]}^2 = 1,809\sigma_{\phi_{31}}^2 + 2K_{12}P + 2K_{13}\phi_{31} + 2K_{23}P\phi_{31} + K_{11} + K_{22}P^2 + K_{33}\phi_{31}^2 \quad (19)$$

em que os coeficientes possuem os seguintes valores:

$$K_{11} = 0,08910; K_{12} = 0,00116; K_{13} = -0,01753; \quad (20)$$

$$K_{22} = 0,02529; K_{23} = -0,00289; K_{33} = 0,00374$$

Na Equação (19) os autores omitiram os erros na determinação do período (é negligenciável para esse fim) e a complexidade da equação advém da correlação existente entre os coeficientes  $K_{ij}$ , causada pela não ortogonalidade entre  $P$  e  $\phi_{31}$ .

Carretta e Gratton (1997) também derivaram equações para estimar a metalicidade para as RRL:

$$[Fe/H] = 0,0348\phi_{31}^2 + 0,196\phi_{31} - 8,507P + 0,3667 \quad (21)$$

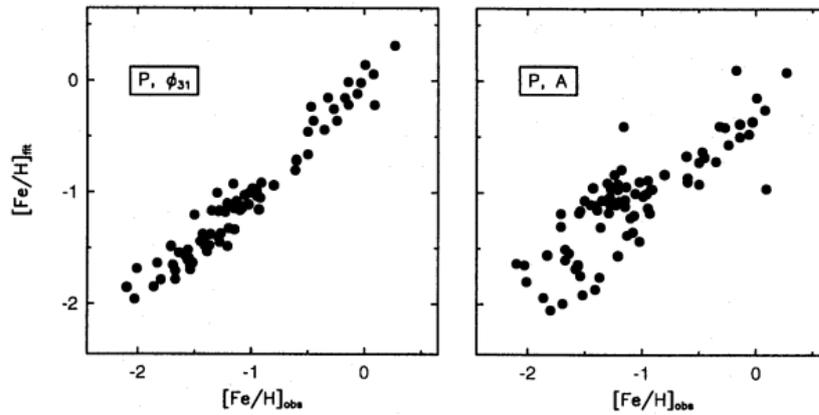


Figura 24 – Comparação entre a metalicidade observada e estimada a partir da curva de luz.

Fonte: Jurcsik e Kovacs (1996)

com desvio padrão calculado por:

$$\sigma_{[Fe/H]}^2 = (0,0696\phi_{31} + 0,196)^2 \sigma_{\phi_{31}}^2 + 72,369\sigma_P^2 \quad (22)$$

Mais recentemente, seguindo a mesma abordagem de Jurcsik e Kovacs (1996), Morgan *et al.* (2007) e Morgan (2014) também sugeriram uma relação  $P - \phi_{ij} - [Fe/H]$  para as RRc, mas em função de  $\log P$ :

$$[Fe/H] = 4,86(\log P)^2 + 0,0183(\phi_{31})^2 - 0,820(\log P)\phi_{31} - 4,260 \quad (23)$$

Apesar dessas relações apresentarem bons resultados e amplamente utilizadas, especialmente no OGLE (PIETRUKOWICZ *et al.*, 2012), elas foram construídas para observações no visível (banda V), onde as curvas de luz das RRL são mais características de dente de serra, diferentemente do que ocorre no infravermelho (incluindo a banda  $K_s$  do VVV) onde elas apresentam características senoidais. Poderíamos recalibrar essas equações para a banda  $K_s$ , mas infelizmente não dispomos de RRL com metalicidade espectroscópica conhecidas na região interna do bojo.

#### 2.3.2.2.4 Transformando $[Fe/H]$ para $Z$

Para calcularmos a magnitude absoluta (Equações 9 – 13) precisamos transformar a abundância  $[Fe/H]$  para metalicidade  $Z$ . Isso pode ser feito calculando a abundância dos metais como um todo  $[M/H]$ :

$$[M/H] = \log(Z)_{estrela} - \log(Z)_{Sol} \quad (24)$$

Assumindo a metalicidade do Sol  $Z = 0.01716$  chegamos na Equação 9 de Catelan *et al.* (2004):

$$\log Z = [M/H] - 1,765, \quad (25)$$

em que a abundância de metais  $[M/H]$  pode ser calculada pela soma da contribuição da abundância de  $Fe$  e os outros metais (CATELAN *et al.*, 2004):

$$[M/H] = [Fe/H] + \log(0,638 \times 10^{[\alpha/Fe]} + 0,362), \quad (26)$$

em que  $[\alpha/Fe] \approx 0,3$  (CATELAN *et al.*, 2004), com  $\alpha$  a fração de outros metais diferentes do  $Fe$  (i.e. Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, e Ti).

Aplicando essas equações nas Equações 9 – 13 obtemos:

$$M_Z = -0,155 - 1,247 \log P + 0,201[Fe/H] \quad (27)$$

$$M_Y = -0,296 - 1,467 \log P + 0,197[Fe/H] \quad (28)$$

$$M_J = -0,529 - 1,830 \log P + 0,189[Fe/H] \quad (29)$$

$$M_H = -0,830 - 2,302 \log P + 0,178[Fe/H] \quad (30)$$

$$M_{K_s} = -0,907 - 2,347 \log P + 0,175[Fe/H] \quad (31)$$

Segundo Catelan *et al.* (2004), os erros estatísticos dos coeficientes dessas equações (originalmente, Equações 4 – 8) são muito pequenos, da ordem de  $10^{-5}$  –  $10^{-3}$ , portanto omitidos.

### 2.3.2.3 Estimativa do excesso de cor

Para usar o módulo de distância precisamos corrigir o excesso de cor causado por poeira na linha de visada das estrelas. Para estimar o excesso de cor devemos utilizar uma lei de extinção. Entretanto, até o momento não existe consenso em qual lei de extinção é correta para estudar o interior do bojo Galáctico (GONZALEZ *et al.*, 2012). Cada mapa de excesso de cor (avermelhamento) está relacionado a uma lei de extinção, as quais podem ser diferentes dependendo da localização, quantidade de extinção e propriedades da poeira. Duas leis são bem conhecidas para o estudo da região interna do bojo Galáctico, a lei de extinção de Cardelli *et al.* (1989) e a lei de Nishiyama *et al.* (2009). Este último é de particular interesse para as regiões mais internas do bojo, entre  $|l| < 2.0^\circ$  e  $|b| < 1.0^\circ$  (NISHIYAMA *et al.*, 2006, 2008, 2009).

Utilizando a lei de Cardelli *et al.* (1989), Gonzalez *et al.* (2012) derivou as seguintes leis de extinção para as bandas do VVV:

$$A_J = 1,692E(J - K_S) \quad (32)$$

$$A_H = 1,054E(J - K_S) \quad (33)$$

$$A_{K_S} = 0,689E(J - K_S) \quad (34)$$

Além disso, usando  $E(H - K_S) = A_H - A_{K_S}$  podemos escrever  $E(H - K_S) = 0,365(J - K_S)$ . Assim,  $A_{K_S}$  em termos da extinção em  $E(H - K_S)$  será:

$$A_{K_S} = 1,888E(H - K_S) \quad (35)$$

As extinções,  $E(J - K_S)$  e  $E(H - K_S)$ , podem ser calculadas a partir da comparação entre a cor observada e intrínseca da estrela:

$$E(J - K_S) = (J - K_S)_{obs} - (M_J - M_{K_S})_{int} \quad (36)$$

$$E(H - K_S) = (H - K_S)_{obs} - (M_H - M_{K_S})_{int} \quad (37)$$

Desta forma, as magnitudes aparentes dos filtros podem ter o excesso de cor corrigido por:

$$J_0 = J - A_J; \quad (38)$$

$$H_0 = H - A_H; \quad (39)$$

$$K_{S,0} = K_S - A_{K_S} \quad (40)$$

Também podemos, seguindo a metodologia de Alonso-García *et al.* (2017), determinar o vetor de avermelhamento a partir das estrelas RC presentes nas oito regiões do céu investigadas neste trabalho (ver Seção 3.1). Para isso, selecionamos o ramo das gigantes vermelhas com um corte em cor no DCM; separamos as estrelas em faixas de 0,05 mag em cor; geramos histogramas das estrelas nas células de cor e ajustamos duas gaussianas e uma exponencial (função de luminosidade do tile). Os picos das gaussianas nos indicam as localizações das RC para uma determinada cor (veja a Figura 25).

Finalmente, ajustamos uma função linear às posições das RC do bojo em função da cor. A inclinação da reta nos informa a razão  $A_{K_S}/E(J - K_S)$  e  $A_{K_S}/E(H - K_S)$ . Nas

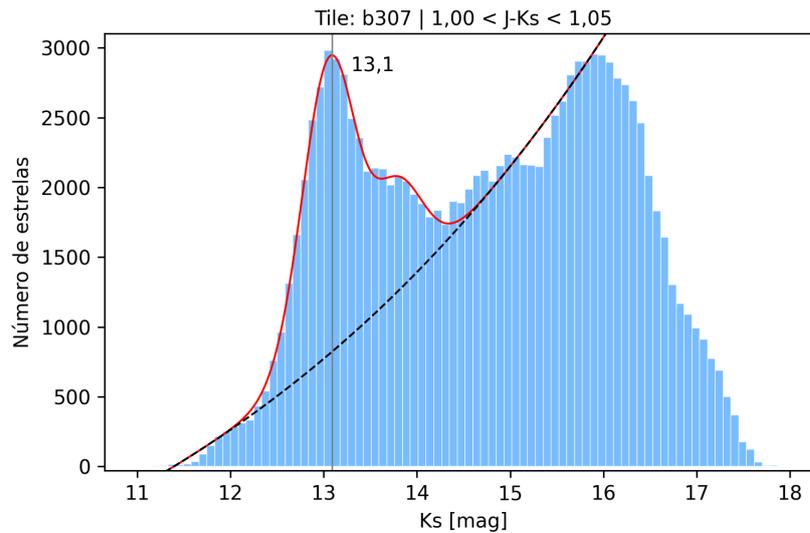


Figura 25 – Histograma de um recorte em cor em 0,05 mag da região das RC. O ajuste (linha sólida vermelha) é o resultado da soma das duas gaussianas com a função de luminosidade (linha pontilhada). Os picos das gaussianas nos indicam as posições das RC no DCM para uma dada cor.

Figuras 26 e 27 temos os ajustes e valores dos coeficientes da lei de extinção para cada tile. Os tiles b293-395 apresentam estimativas do coeficiente de extinção com valores erráticos. Considerando os tiles de maior extinção b296, b307-310, onde também temos mais pontos para o ajuste linear, encontramos valores ligeiramente maiores para  $A_{K_s}/E(J - K_s)$  e ligeiramente menores para  $A_{K_s}/E(H - K_s)$  que os de Alonso-García *et al.* (2017), com valores médios de 0,500 e 0,826 respectivamente.

Como mencionamos, não há consenso sobre qual lei de extinção verdadeiramente descreve as regiões mais internas do bojo Galáctico. Alonso-García *et al.* (2017), por exemplo, encontraram  $A_{K_s}/E(J - K_s) = 0,428$  e  $A_{K_s}/E(H - K_s) = 1,104$ , valores menores que os das leis de Cardelli *et al.* (1989) e Nishiyama *et al.* (2006) para as regiões mais internas ( $|l| < 2,7^\circ$  e  $|b| < 1,55^\circ$ ). Ainda assim, a escolha de uma determinada lei de extinção provoca um erro sistemático. O uso de um coeficiente menor (ou maior) faz com que as estrelas sejam sistematicamente posicionadas mais distantes (ou mais próximas) da Terra.

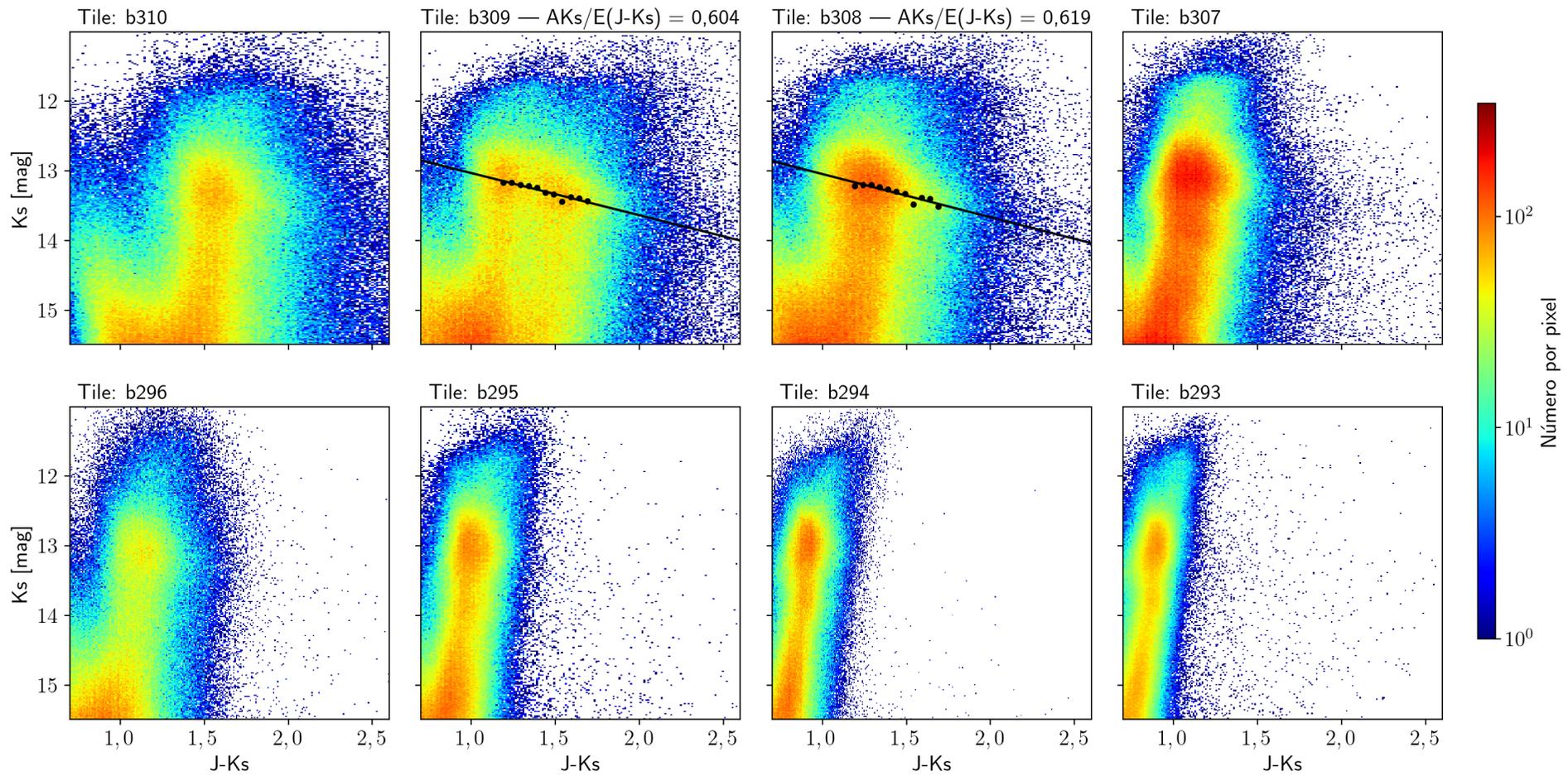


Figura 26 – Diagrama Cor-Magnitude das RC nos tiles investigados. Como esperado, os tiles mais afetados pela extinção são os tiles mais centrais b307-310. Os pontos pretos são os picos das gaussianas. A linha é o ajuste linear aos pontos e a inclinação da reta indica a razão  $A_{K_s}/E(J-K_s)$ .

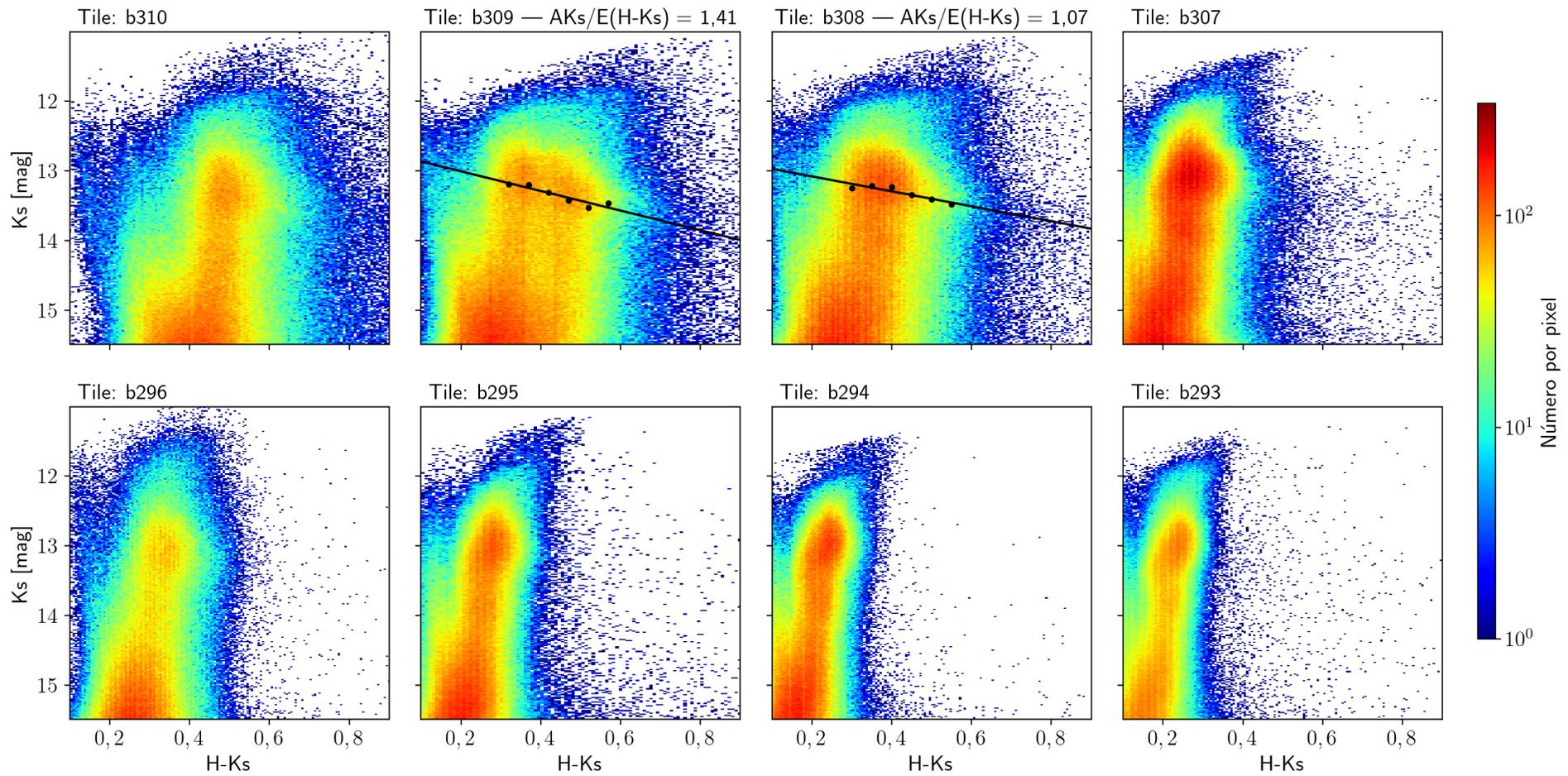


Figura 27 – Diagrama Cor-Magnitude das RC nos tiles investigados. Como esperado, os tiles mais afetados pela extinção são os tiles mais centrais b307-310. Os pontos pretos são os picos das gaussianas. A linha é o ajuste linear aos pontos e a inclinação da reta indica a razão  $A_{K_s}/E(H-K_s)$ .

### 2.3.2.4 Determinação de Distâncias

Finalmente, a distância individual até as RRL pode ser calculada comparando a magnitude observada ( $m$ ), com excesso de cor corrigida; com a magnitude absoluta ( $M$ ) calculada pela relação PL:

$$m - M = -2,5 \log \left[ \frac{F(d)}{F(10pc)} \right] \quad (41)$$

em que o fluxo observado  $F(d)$ , a uma distância  $d$  qualquer, é calculado por:

$$F(d) = \frac{L}{4\pi d^2}, \quad (42)$$

Assim, assumindo a conservação da luminosidade total  $L$  da estrela, podemos escrever o módulo de distância:

$$d = 10^{1+0,2(m-M)} \quad (43)$$

que nos fornece a distância  $d$  até a estrela em parsec.

### 3 MATERIAIS E MÉTODOS

#### 3.1 DADOS DO INFRAVERMELHO PRÓXIMO DO VVV

O VVV é um levantamento astronômico público do European Southern Observatory (ESO) que recentemente completou observações no infravermelho próximo para 562 graus quadrados da área do bojo Galáctico e do sul do disco. A Figura 28 apresenta os *tiles* do VVV, suas numerações e coordenadas. Um tile correspondem à uma região do céu (campo) coberta durante uma época de observação, correspondente a uma área aproximada de 1,6 graus quadrados. Somam-se um total de 348 tiles, 196 no bojo (entre as coordenadas Galácticas  $-10^\circ \leq l \leq +10^\circ$  e  $-10^\circ \leq b \leq +5^\circ$ ) e 152 no disco (entre as coordenadas Galácticas  $295^\circ \leq l \leq 350^\circ$  e  $-2^\circ \leq b \leq +2^\circ$ ).

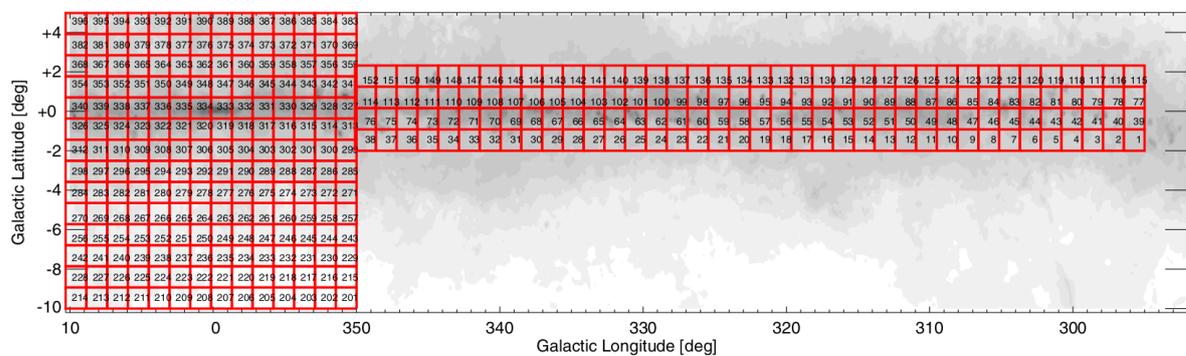


Figura 28 – Área e numeração dos tiles do VVV. Os nomes dos tiles iniciam com “b” para o bojo e “d” para o disco e são numerados conforme a figura. Os eixos x e y estão em coordenadas Galácticas, longitude e latitude, respectivamente.

Fonte: Saito *et al.* (2012b)

A estratégia de observação consistiu em duas etapas, a primeira com observações em cinco bandas - ZYJKs - observadas em 2010 e 2015 seguida de uma campanha de variabilidade com 60-300 observações na banda  $K_s$  durante os anos de 2010 e 2016 (MINNITI *et al.*, 2010; SAITO *et al.*, 2012b).

A fotometria de abertura padrão nas imagens combinadas dos tiles do VVV para os dados de cor e variabilidade é fornecida pelo Cambridge Astronomical Survey Unit (CASU; para detalhes veja SAITO *et al.*, 2012b) e é disponibilizada publicamente através do VISTA Science Archive (VSA<sup>1</sup>). Da mesma forma, fotometria Point-Spread Function (PSF) também foi obtida nas imagens do VVV, produzindo catálogos mais refinados, particularmente importante para as regiões interiores de nossa Galáxia, onde a alta aglomeração de estrelas limita o uso da fotometria de abertura (MAURO *et*

<sup>1</sup><http://horus.roe.ac.uk/vsa/index.html>

*al.*, 2013; CONTRERAS RAMOS *et al.*, 2017; ALONSO-GARCÍA *et al.*, 2018; SUROT *et al.*, 2019).

Enquanto a maioria das curvas de luz na banda  $K_s$  para a região do bojo alcança cerca de 100 épocas, oito tiles no interior do bojo foram observados em cerca de 300 épocas. Esses tiles, nomeados de b293 a b296 e b307 a b310, cobrem uma área total de aproximadamente 13,4 graus quadrados entre as coordenadas Galácticas  $1,68^\circ < l < 7,53^\circ$  e  $-3,73^\circ < b < -1,44^\circ$  (ver Figura 29). Fotometria PSF nesses tiles (CONTRERAS RAMOS *et al.*, 2017) permitiram extrair um total de 11.621.729 curvas de luz que apresentaram pelo menos 25 observações, número mínimo necessário para detectar eficientemente as estrelas RRL Lyrae (RRL) pulsantes (DÉKÁNY, 2012).

### 3.2 SELEÇÃO DAS CANDIDATAS

Para buscar por variáveis periódicas é necessário um indicador de variabilidade. A escolha deste indicador depende basicamente do período investigado e do espaçamento entre as medidas. Quando a curva de luz é bem amostrada, com várias medidas em um ciclo de pulsação, podemos usar indicadores para observações correlacionadas, como os índices de Welch-Stetson (WELCH; STETSON, 1993; STETSON, 1996). No entanto, quando a amostragem é realizada com espaçamento muito maior do que o período estelar, outros índices devem ser usados. Neste caso, a maioria destes índices leva em consideração a dispersão das medidas em relação à média da curva de luz<sup>2</sup>. Ambos os tipos podem ser usados no VVV, mas para a faixa de período das RRL o segundo é mais adequado. Da mesma forma que Carpenter *et al.* (2001), nós usamos o qui-quadrado reduzido  $\chi^2$  neste trabalho:

$$\chi^2 = \frac{1}{n-1} \sum_{i=1}^n \frac{(m_i - \bar{m})^2}{\sigma_i^2} \quad (44)$$

em que  $n$  é o número de épocas,  $m_i$  a magnitude  $K_s$  medida na época  $i$ ,  $\bar{m}$  a média das medidas de magnitude  $K_s$  e  $\sigma_i$  o erro fotométrico da época  $i$ .

Observando a Equação (44), podemos ver que se a variação na medida ( $m_i - \bar{m}$ ) for apenas causada por ruído aleatório, o valor de  $\chi^2$  tende a 1. No entanto, se a estrela é uma variável periódica, com amplitude suficientemente grande para não ficar escondida no ruído, a diferença entre as medidas individuais e a média será maior que o erro fotométrico esperado, assim  $\chi^2$  será tão maior quanto maior a amplitude de pulsação da estrela. O  $\chi^2$ , no entanto, é sensível a *outliers*, exigindo a remoção dos pontos que se afastam muito (3 sigmas) da média.

<sup>2</sup>Para um conteúdo descritivo de alguns índices de variabilidade, para observações correlacionadas e não correlacionadas, veja Ferreira Lopes, C. E. e Cross, N. J. G. (2016) e Ferreira Lopes e Cross (2017).

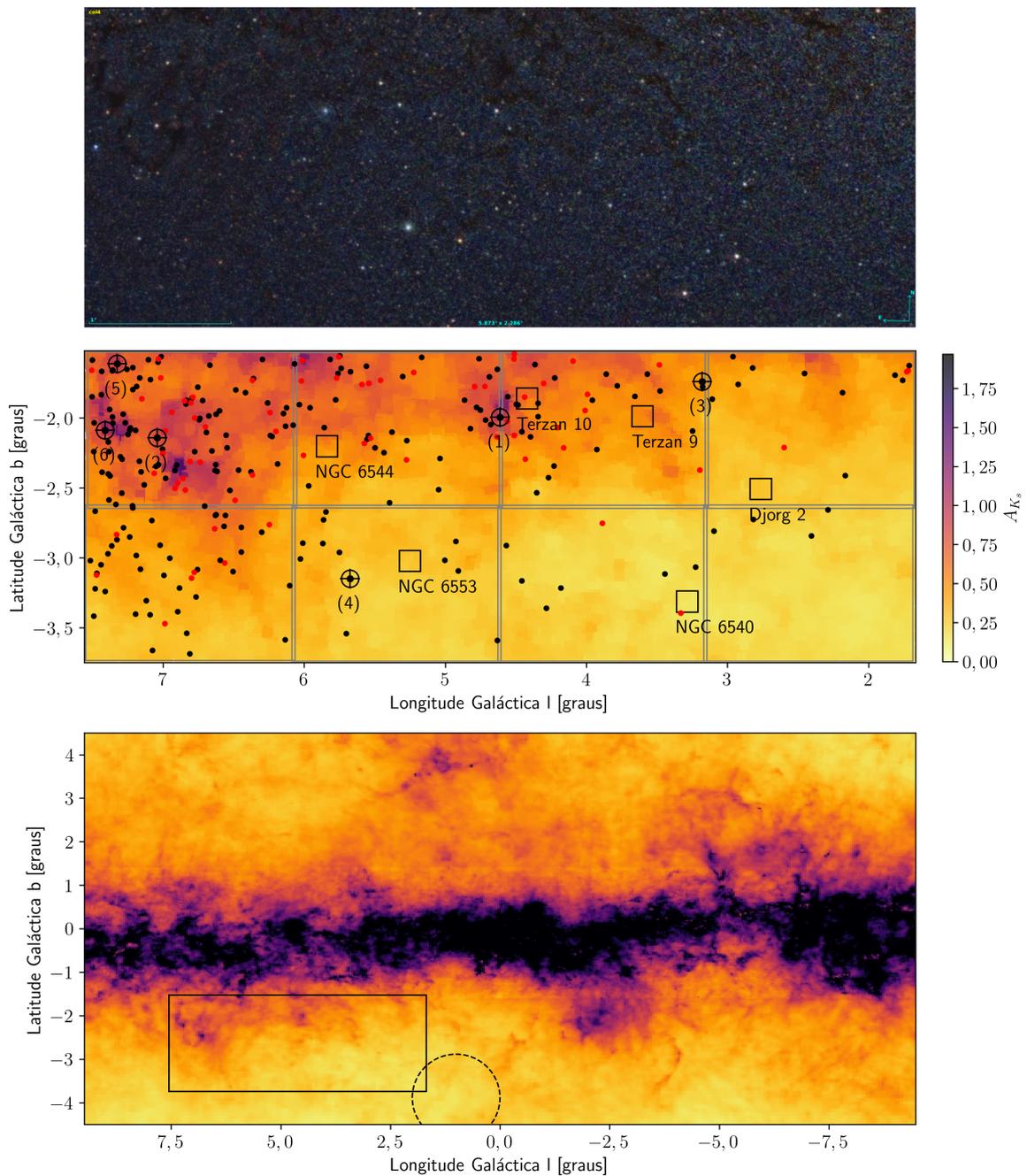


Figura 29 – Área dos tiles b293 a b296 e b307 a b310. No topo temos uma imagem em falsa-cor utilizando os filtros  $JHK_S$  do VVV. A imagem do meio é um mapa de extinção construído usando a calculadora “*Bulge Extinction And Metallicity Calculator*” (BEAM; GONZALEZ *et al.*, 2012). As novas RRL (vermelho) e as novas BEs (preto) identificadas neste trabalho também estão marcadas (ver Capítulo 4). Os alvos numerados indicam as 6 BEs mais vermelhas em  $(J - K_S)$ . Aglomerados globulares presentes na região também estão marcados em quadrados de 9 minutos de arco. As linhas delimitam os tiles e as regiões de sobreposição. Na imagem de baixo apresentamos um mapa de extinção de uma região maior do bojo, incluindo a região coberta pelos 8 tiles (retângulo) e a região aproximada da Janela de Baade (círculo com raio de  $1^\circ$  centrado em  $l = 1,00$  e  $b = -3,88$ ; STANEK, 1996).

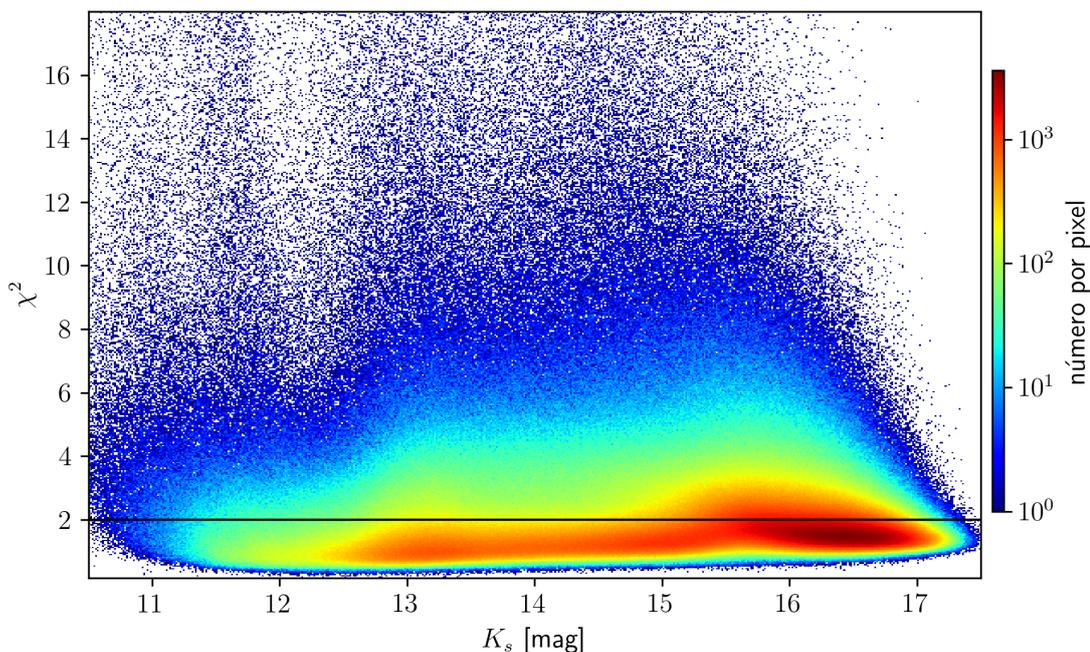


Figura 30 – Critério de seleção do indicador de variabilidade,  $\chi^2$  em função da magnitude. As estrelas com  $\chi^2 > 2$ , acima da linha horizontal, foram selecionadas para identificação dos períodos.

No gráfico da Figura 30 mostramos o  $\chi^2$  em função da magnitude para todas as fontes presentes nos tiles. Da mesma forma que Carpenter *et al.* (2001), selecionamos todas as fontes com  $\chi^2 > 2$  (2.950.742 curvas de luz) para serem investigadas por periodicidade utilizando o método de *Lomb-Scargle* (LSG; LOMB, 1976; SCARGLE, 1982) e o *Phase Dispersion Minimization* (PDM; STELLINGWERF, 1978) cobrindo períodos entre 0,1 e 1000 dias. Qualquer período com probabilidade de alarme falso (FAP. SCARGLE, 1982; SCHWARZENBERG-CZERNY, 1997) maior que 0,1% foi considerado uma boa detecção por ambos os métodos. Para detalhes sobre os periodogramas e teoria de análise de sinais consulte o Apêndice A.

Para reduzir o número de falsas identificações e melhorar a confiabilidade do sinal detectado comparamos os resultados do LSG e do PDM [dois métodos independentes de obter o período]. Consideramos apenas aqueles em que os períodos identificados concordassem com diferença de até 1%. Como o PDM pode encontrar o período correto para binárias (usualmente o dobro do encontrado pelo LSG) também levamos em conta os harmônicos ( $P \times n$  e  $P/n$  até  $n = 4$  harmônicos), que representaram cerca de 43% de todas as candidatas selecionadas.

Outro ponto importante é que tanto o LSG quanto o PDM são suscetíveis a aliases sazonais produzidos pela amostragem (ver discussão na Seção A.1.2). Na Figura 32 mostramos esses aliases como colunas localizadas nas frações de um dia. Essas estrelas foram removidas de nossa análise, e de um total de 224403 curvas de luz com Probabilidade de Alarme Falso (FAP) menor que 1% terminamos com 47615

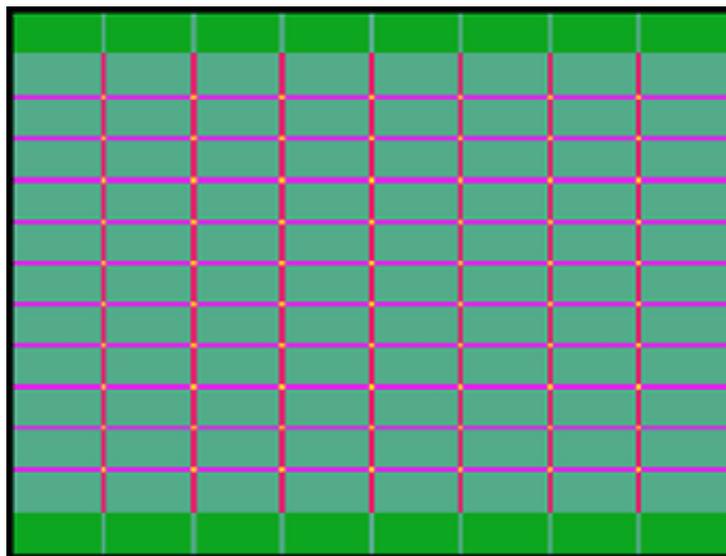


Figura 31 – Sobreposição dos CCDs durante o *pawprint*. Estrelas nas regiões de intersecção podem apresentar mais de 300 épocas. As diferentes cores representam as sobreposições dos CCDs para a construção de um tile: verde (1x), verde claro (2x), magenta (3x), vermelho (4x) e amarelo (6x).

candidatas a variáveis. Além disso, uma vez que nosso trabalho é focado nos períodos curtos das RRL ( $P \leq 1$  dia), nós limitamos nossa amostra com períodos entre 0,1 (0,1 pois os periodogramas podem encontrar metade do período verdadeiro) e 1 dia, sobrando 23857 variáveis do total de  $\sim 3$  milhões curvas selecionadas pelo teste do  $\chi^2$ . Dessas, nós temos cerca de 1571 variáveis que caíram em regiões de sobreposição entre as imagens que, então, apresentam dois (ou mais) conjuntos de medidas que combinadas podem fornecer curvas de luz com até 1200 pontos. A sobreposição ocorre porque a VIRCAM possui 16 CCDs e para compensar os espaço entre os CCDs o telescópio faz seis movimentos<sup>3</sup> sobre o mesmo tile (veja a Figura 31). Assim, estrelas nessas regiões de sobreposição podem apresentar curvas de luz com mais de 300 pontos.

### 3.3 ESTRATÉGIA DE CLASSIFICAÇÃO DAS ESTRELAS

Em nossa amostra encontramos dois conjuntos principais de variáveis, as Binárias Eclipsantes (BEs) e as RRL, objeto primeiro desse estudo. Como as BEs imitam a pulsação das estrelas pulsantes, separá-las das RRL utilizando apenas as curvas de luz é uma tarefa nada trivial.

Alguns esforços em automatizar esse processo já foram feitos por Debosscher *et al.* (2007) através do uso dos coeficientes de Fourier de ajustes senoidais nas curvas

<sup>3</sup>Na realidade é mais que isso. Esses 6 movimentos do telescópio são importantes para a redução dos dados, num processo conhecido como *dithering*, pois permitem que pixels quentes e frios, raios cósmicos, padrões fixos na imagem e até a passagem de satélites e aeronaves sejam removidos durante o processo de stacking das imagens.

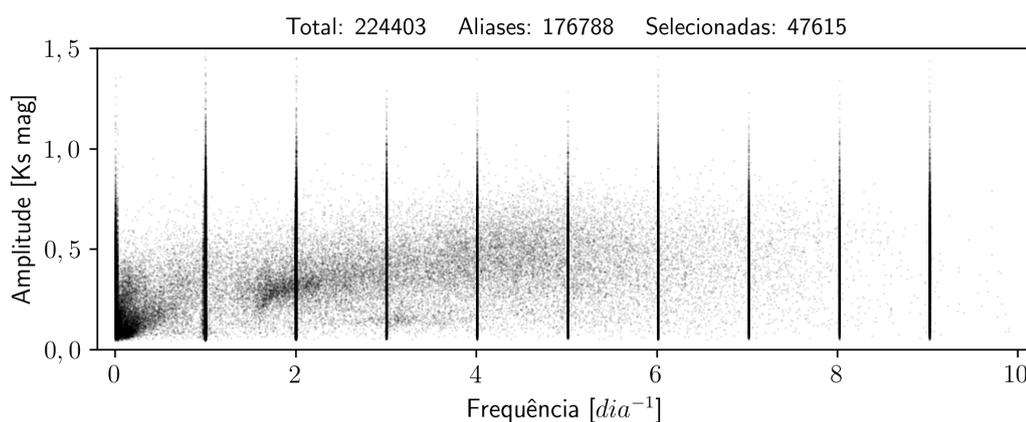


Figura 32 – Gráfico da amplitude em função da frequência. As frequências sazonais são marcadas pelas colunas de pontos em frações de um dia. Os intervalos de frequência utilizados para remover esses aliases foram calculados com base na média e desvio padrão entorno dos harmônicos. O locus das RRab é claramente visível na frequência = 2 d<sup>-1</sup> e A = 0,25 mag.

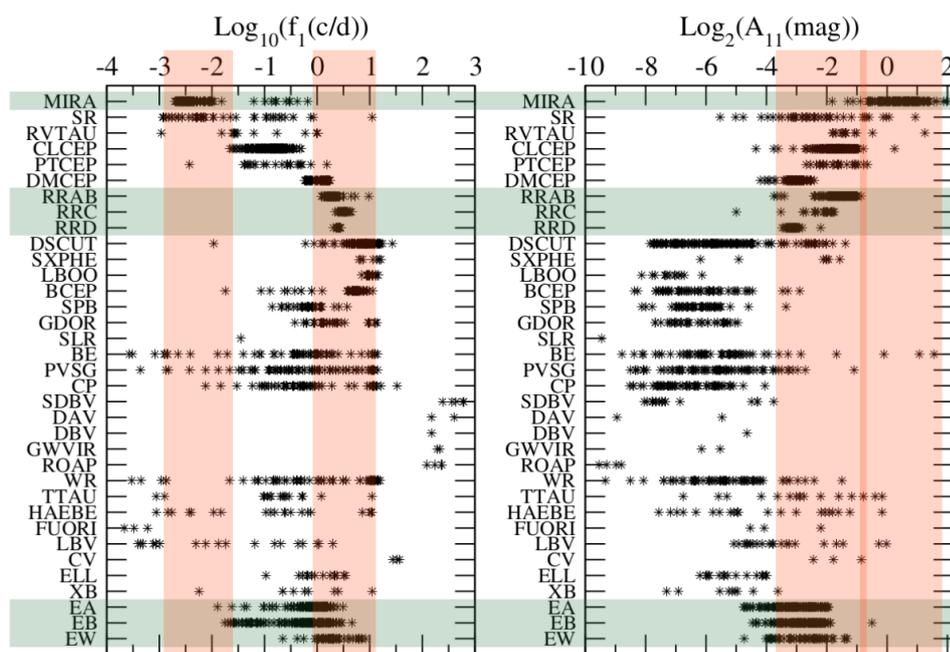


Figura 33 – Intervalos de frequência ( $f_1$ ) e amplitude ( $A_{11}$ ) do primeiro harmônico do ajuste de senos. As faixas marcam as variáveis de interesse.

Fonte: (Fig: 2, DEBOSSCHER *et al.*, 2007)

de luz. Intervalos de frequência e amplitude do primeiro harmônico são promissoras para separar Miras das RRL e Cefeidas, entretanto não são eficientes para separar BEs de RRL, pois os coeficientes se sobrepõem. A Figura 33 é uma reprodução da Fig. 2 de Debosscher *et al.* (2007), na qual podemos ver que a amplitude  $A_{11}$  e a frequência  $f_1$  do primeiro harmônico das BEs (EA, EB e EW) e das RRL (RRAB, RRC e RRD) se sobrepõem.

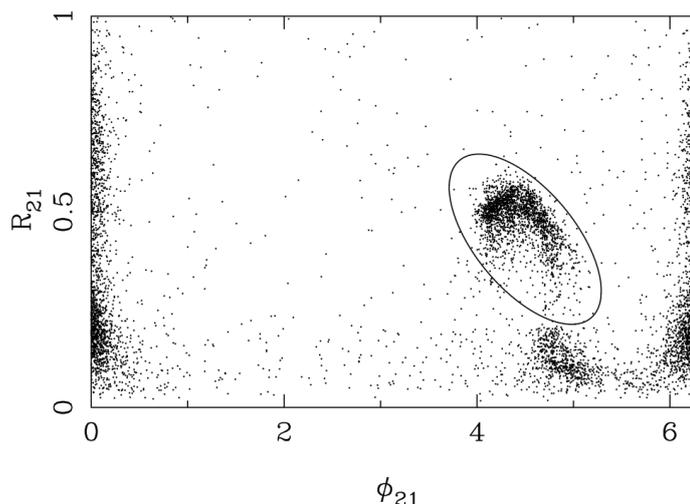


Figura 34 – Locus das RRab no diagrama  $R_{21}$  versus  $\phi_{21}$ .

Fonte: (Fig: 11, SUMI, 2004)

Baseado no método de Alard (1996), Sumi (2004) tentou separar RRL de outras variáveis através de: 1) ajuste de uma elipse no locus de estrelas no diagrama representando a razão entre as amplitudes do segundo e do primeiro harmônico ( $R_{21} = A_2/A_1$ ) e a diferença de fase entre esses harmônicos ( $\phi_{21} = \phi_2 - 2\phi_1$ ) [ver a Figura 34]; 2) inspeção visual das curvas de luz remanescentes para remover contaminantes.

Outras abordagens estão sendo desenvolvidas para o VVV usando algoritmos de aprendizagem de máquinas, tais como o VVV Templates Project e método de Medina *et al.* (2018). Em ambos os casos uma classificação automatizada de fontes variáveis é realizada através da comparação das curvas de luz do VVV com curvas de luz de alta qualidade de variáveis conhecidas. Entretanto a maneira mais usual é realizar a inspeção visual das curvas de luz como feito por Montenegro *et al.* (2019) e Gramajo *et al.* (2020) que identificaram as primeiras BEs no VVV. Neste trabalho, buscamos uma abordagem diferente, considerando a assimetria das BEs para classificar automaticamente as binárias eclipsantes e separá-las das RRL. As curvas que não conseguimos classificar como RRL ou BEs foram marcadas como Variáveis Não Classificadas (VNC).

### 3.3.1 Classificação das binárias eclipsantes assimétricas

As BEs são classificadas em três classes principais: EAs (Algols), EBs ( $\beta$  Lyrae) e EWs (W Ursae Majoris). As EAs e EBs são conhecidas por apresentarem eclipses com grande diferença entre as profundidades dos dois mínimos, como mostrado na Figura 35. EWs, por outro lado, apresentam curvas de luz simétricas, muitas delas senoidais (KALLRATH; MILONE, 2009; CATELAN; SMITH, H. A., 2015).

Apesar da assimetria das curvas de luz das EAs e EBs, o LSG geralmente

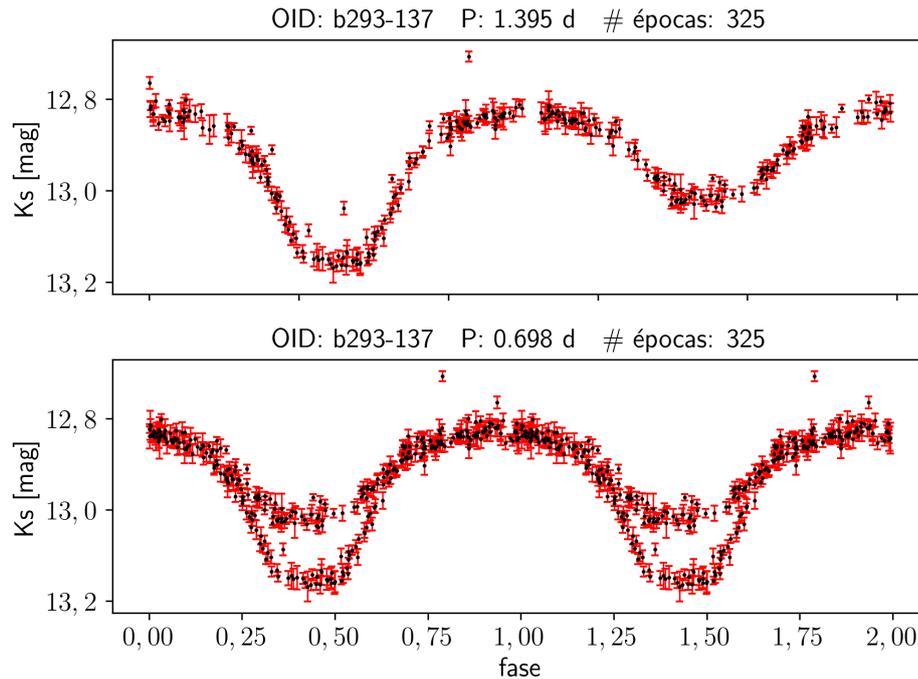


Figura 35 – Comparação das curvas de luz de uma binária eclipsante com  $2\times$  e  $1\times$  o período do LSG.

identifica metade do período verdadeiro para essas variáveis, e um gráfico da mesma curva de luz com o período original do LSG retorna uma forma completamente diferente, como pode ser visto no segundo gráfico da Figura 35. Como esse efeito é característico das binárias dos tipos EA e EB (ver Seção 2.3.1), podemos classificar as binárias eclipsantes assimétricas analisando a profundidade de seus dois vales na curva no espaço de fase com o dobro do período do LSG.

Para comparar os dois mínimos, ajustamos séries de Fourier de senos com  $N = 5$  harmônicos a todas as curvas de luz no espaço de fase utilizando a Equação (45). Neste ajuste utilizamos o período (dobro do período do LSG) e a média da magnitude  $\langle m \rangle$  na banda Ks como chute inicial para o ajuste e, então, encontramos as amplitudes  $A_n$  e as fases  $\phi_n$  dos harmônicos.

$$f(t) = \langle m \rangle + \sum_{n=1}^N A_n \sin\left(\frac{2\pi n t}{P} + \phi_n\right) \quad (45)$$

Também implementamos o parâmetro estatístico  $R^2$ , ou coeficiente de determinação, de acordo com a definição:

$$R^2 = 1 - \frac{SQ_{res}}{SQ_{tot}}, \quad (46)$$

em que a soma dos quadrados dos resíduos é  $SQ_{res} = \sum_i (y_i - f_i)^2$  e a soma total dos quadrados é  $SQ_{tot} = \sum_i (y_i - \bar{y})^2$ , com  $y_i$  o valor da medida  $i$ ,  $\bar{y}$  a média das medidas e  $f_i$  o valor da função em  $i$ .

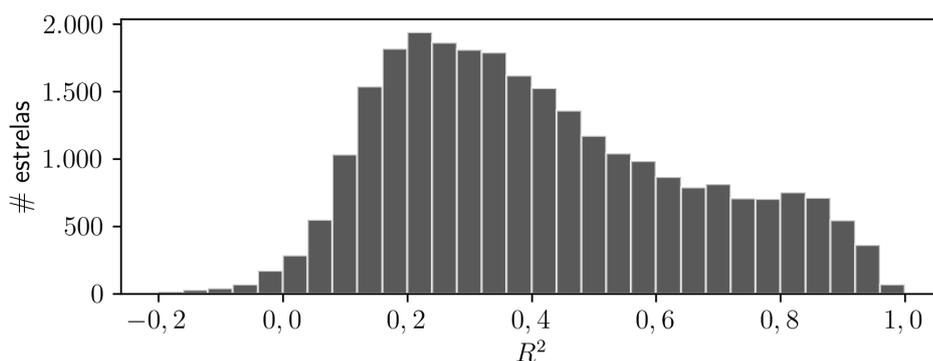


Figura 36 – Distribuição do coeficiente  $R^2$  dos ajustes de Fourier a nossa amostra.

O coeficiente de determinação nos fornece uma medida de quão bem os resultados observados são replicados pelo modelo, e a Figura 36 mostra a distribuição do  $R^2$  dos ajustes de Fourier à nossa amostra de 23.857 variáveis selecionadas. A distribuição tem pico em  $R^2 = 0,2$  e planifica após  $R^2 \sim 0,6$ . Desta forma, para selecionar as curvas de luz mais suaves, utilizamos  $R^2 = 0,6$  como limite inferior, resultando 6168 objetos (incluindo RRL, BEs e VNCs).

As curvas ajustadas, então, permitem caracterizar os pontos de inflexão característicos dos vales dos eclipses. Através da comparação da diferença de profundidade dos vales com a dispersão dos pontos em relação ao ajuste, podemos inferir se a diferença dos mínimos é significativa o suficiente para classificar as estrelas como BEs assimétricas.

Comparando a profundidade dos eclipses, identificamos 850 BEs assimétricas mais 95 contaminantes, identificados por meio de inspeção visual. Consideramos contaminação os casos em que as curvas, apesar do bom ajuste, não apresentaram as características da BEs discutidas anteriormente.

É importante destacar que o  $R^2$  não indica se um modelo é adequado ou não aos dados. Entretanto, o ajuste de séries de Fourier de senos parece ser um bom modelo para a maioria das variáveis periódicas, e tem sido usado em muitas buscas similares por variáveis periódicas (e.g. DEBOSSCHER *et al.*, 2007; MEDINA *et al.*, 2018).

### 3.3.2 Classificação das binárias eclipsantes simétricas

Como esperado, um grande número de BEs simétricas também deveria estar presente em nossa amostra. Para fins de completude, uma inspeção visual nas curvas de luz simétricas com  $R^2 > 0,6$  com  $1 \times P$  e  $2 \times P$  também foi realizada a fim de distinguir BEs simétricas de RRL e outros contaminantes. Este procedimento incluiu 1840 potenciais BEs em nossa amostra final, resultando em um conjunto de 2690 fontes. Exemplares ilustrativos de curvas de luz de BEs simétricas e assimétricas são apresentadas na Figura 37.

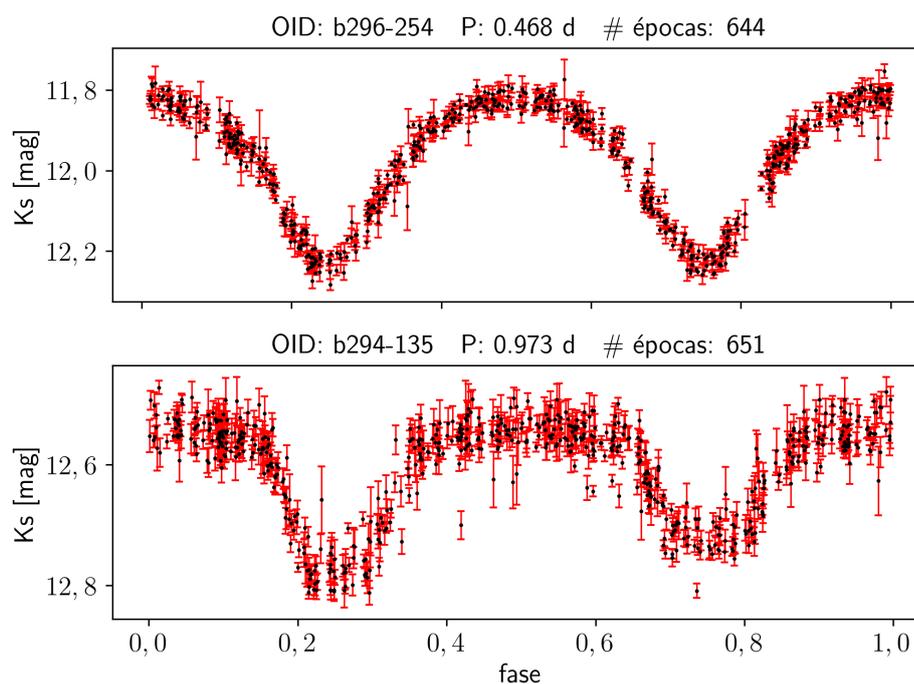


Figura 37 – Exemplos de curvas de luz das Binárias Eclipsantes. Por estarem em regiões de sobreposição entre os CCDs as curvas de luz possuem o dobro do número de épocas do tile.

### 3.3.3 Classificação das RR Lyrae

A seleção das RRL ocorreu concomitantemente à identificação das BEs simétricas. As RRL na banda  $K_s$  apresentam formato de dente de serra menos característico que na faixa do visível (veja a discussão na Seção 2.3.2), dificultando o uso dos coeficientes de Fourier para separá-las numa rotina automatizada como a desenvolvida por Sumi (2004). Por exemplo, as curvas de luz das RRc apresentam características senoidais muito simétricas, se assemelhando as das binárias W UMa, onde apenas o primeiro termo da série de senos é significativo para descrever a curva de luz. Essa semelhança nos impede de distinguir entre as duas apenas com dados da curva de luz. Assim, selecionamos, por meio da inspeção visual, 1.665 RRL com curvas de luz de formato de dente de serra bem característico. Um exemplar de RRL selecionada por inspeção visual é apresentado na Figura 38.

Apesar de inspecionarmos todas as curvas, a seleção das RRL do tipo RRab pode ser otimizada através da seleção das estrelas presentes no locus das RRab no diagrama Amplitude vs Frequência apresentado na Figura 32. As RRab estão aglomeradas entorno da  $freq = 2 d^{-1}$  e  $A = 0,25 mag$ ; e um recorte dentro dos limites  $1,42 d^{-1} < freq < 2,5 d^{-1}$  ( $0,4 d < P < 0,7 d$ ) e  $0,15 mag < A < 0,48 mag$  pode separar a maioria das RRab, restando apenas a inspeção visual de um número razoável de objetos para remover outros contaminantes e BEs. Num levantamento de todo o céu isso pode ser particularmente útil.

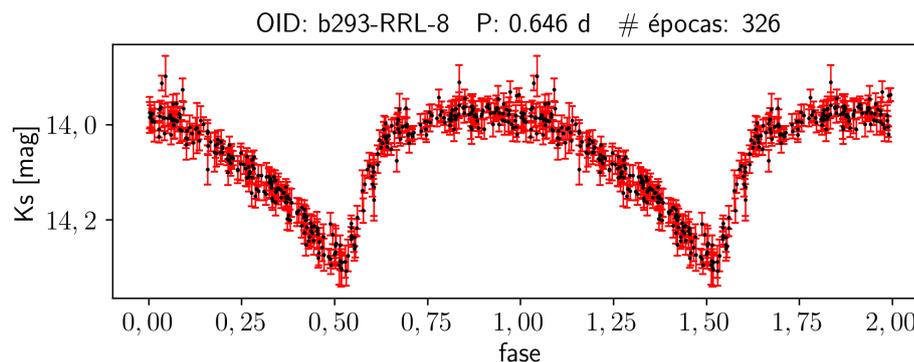


Figura 38 – Exemplo de RRL identificada por inspeção visual.

As demais 1813 estrelas variáveis não classificadas como RRL ou BE foram marcadas como VNC.

Sumarizamos o procedimento de separação, identificação e classificação das variáveis num fluxograma mostrado na Figura 39. A rotina é automatizada até a separação das BEs assimétricas. A identificação das RRL e BEs simétricas necessitaram de inspeção visual das curvas de luz remanescentes.

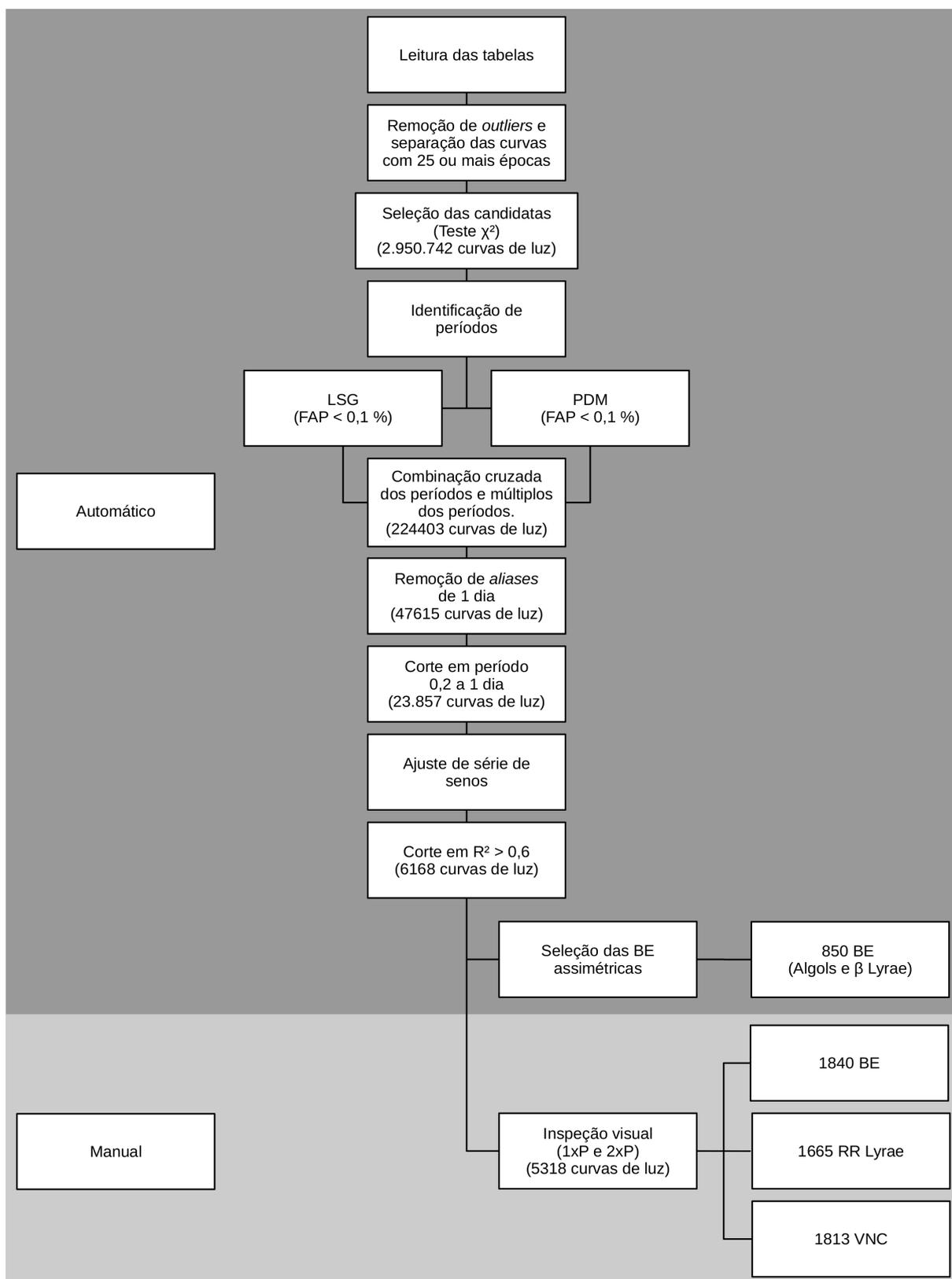


Figura 39 – Fluxograma da rotina de separação, identificação e classificação das variáveis. Parte da rotina é automatizada. A seleção das RRL necessitou de inspeção visual das curvas de luz remanescentes da separação das BEs assimétricas.

## 4 RESULTADOS

### 4.1 COMPARAÇÃO COM OS CATÁLOGOS

Para avaliar nossa amostra, comparamos nossos resultados com os catálogos OGLE-IV e VSX. O *Optical Gravitational Lensing Experiment (OGLE)*<sup>1</sup> é um projeto de longo prazo com o objetivo principal de buscar por matéria escura usando eventos de microlentes gravitacionais. Usa um telescópio de 1,3 m de diâmetro e as observações são realizadas na faixa do visível (V) e no infravermelho (I). Já o *Variable Star Index (VSX)*<sup>2</sup> é um repositório público de estrelas variáveis coletadas de diversos projetos e levantamentos pelo mundo todo.

Desta forma, espera-se que o VSX tenha todas as estrelas OGLE, mas objetos recentes do OGLE ainda não foram adicionados, então comparamos com ambos os catálogos para garantir que selecionamos todas as variáveis conhecidas.

Cruzando nossa amostra de 2.690 BEs com os catálogos, utilizando como único critério as coordenadas (Equatoriais) com uma separação máxima de 1 segundo de arco, descobrimos que 2.477 são variáveis previamente conhecidas, a maioria delas também classificadas como BEs em ambos os catálogos. Apenas um pequeno número de 30 objetos tem classificação anterior como RRL. Essas RRL foram incluídas durante a inspeção visual de curvas de luz simétricas devido as semelhanças com o formato das BEs (ver Figura 40). Como não conseguimos distinguir essas RRL das BEs, elas também foram marcadas como VNCs.

A respeito das 1.665 RRL classificadas, 1.598 são RRL conhecidas, sem contaminantes. Assim fomos capazes de identificar 67 novas RRL e 212 novas BEs em oito *tiles* internos do VVV cobrindo uma área de  $\sim 13,4$  graus quadrados. Embora o total de novas variáveis não seja tão grande quando comparado com o número de objetos

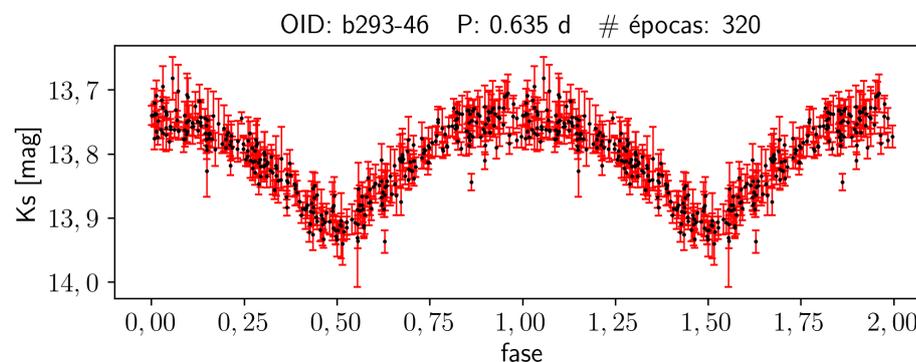


Figura 40 – Exemplo de curva de luz com classificação anterior de RRL selecionada como BE simétrica neste trabalho (ver Seção 4.1).

<sup>1</sup><http://ogle.astrouw.edu.pl/>

<sup>2</sup><https://www.aavso.org/vsx/>

Tabela 1 – BEs encontradas por tile, orientadas a partir do canto superior esquerdo para a direita na imagem do meio da Figura 29.

	b310	b309	b308	b307
Totais	315	331	317	290
Conhecidas	231	299	294	280
Novas BEs	84	32	23	10
	b296	b295	b294	b293
Totais	367	406	364	300
Conhecidas	325	394	358	296
Novas BEs	42	12	6	4

previamente conhecidos, ressaltamos que os limites e parâmetros que utilizamos para identificar e classificar as variáveis foram bastante conservadores, de maneira que a classificação final dos objetos como RRLs e BEs fosse de grande confiabilidade, mesmo na ausência de outros dados espectroscópicos e/ou astrométricos. Assim, um número maior de novos objetos poderia ser obtido relaxando alguns dos parâmetros, porém com uma contaminação maior por curvas de luz de menor qualidade, que poderiam dificultar a posterior análise, em especial com as RRL utilizadas como indicadores de distância (Seção 4.3.4). Além disso, a distribuição espacial mostra que a maioria das fontes está voltada para as regiões de extinção mais alta, onde os levantamentos em comprimentos de onda do óptico (como o OGLE) são menos eficazes (veja a distribuição espacial na Figura 29 e o número de estrelas por tile na Tabela 1 e na Tabela 2).

Além do VSX e OGLE, temos o catálogo VIVA-I (FERREIRA LOPES *et al.*, 2020), um catálogo de estrelas candidatas a variável publicado recentemente cobrindo toda a área do VVV. Cruzando as binárias selecionadas encontramos 2.230 correspondências, incluindo 173 das 212 novas BEs. Já para as RRL obtemos 1.485 correspondências, incluindo 54 das 67 novas RRL. Esta diferença se justifica por causa dos critérios de seleção de variáveis utilizados no indicador de variabilidade. Ferreira Lopes *et al.* (2020) utilizaram o desvio padrão maior que 1,5 vezes o valor esperado para o RMS da curva de luz, balanceando o número de fontes contaminantes e variáveis verdadeiras. Entretanto, como apontado pelos autores, fontes de baixa amplitude podem passar despercebidas. Na Figura 41 podemos ver que os períodos que identificamos para as RRL previamente conhecidas correspondem precisamente aos períodos encontrados no OGLE e VSX. Entretanto, muitos períodos nas fontes no VIVA aparecem como harmônicos do período que identificamos. Apesar dessas fontes serem conhecidas, usamos apenas os períodos que identificamos nas discussões das próximas seções.

Finalmente, sobre as 1.843 VNCs (1.813 VNCs + 30 RRL classificadas como EBs), verificamos que 1.615 estão classificadas no OGLE e VSX, 208 como RRL (159 RRab, 48 RRc e 1 RRd) e 1.407 como BEs. Veja a distribuição por tile na Tabela 3.

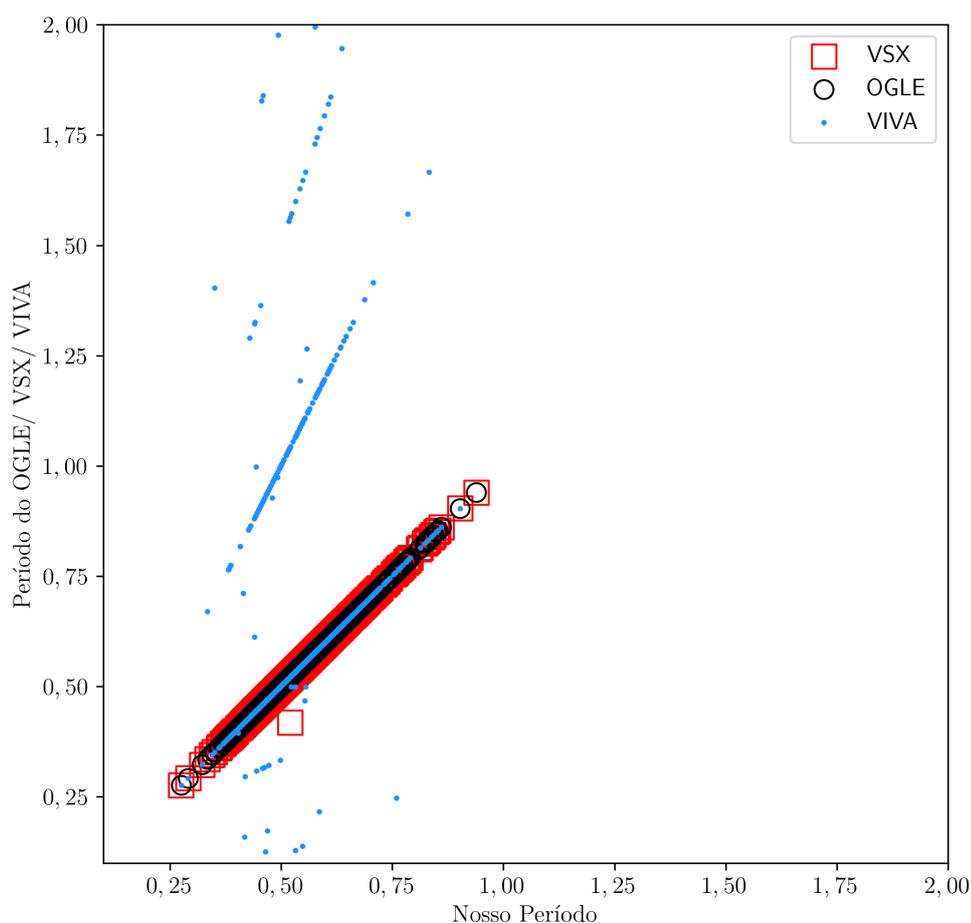


Figura 41 – Comparação dos períodos das RRL com os períodos presentes nos catálogos OGLE, VSX e VIVA.

Tabela 2 – RRL encontradas por tile, orientadas a partir do canto superior esquerdo para a direita na imagem do meio da Figura 29.

	b310	b309	b308	b307
Totais	121	175	260	340
Conhecidas	96	160	246	337
Novas RRL	25	15	14	3
	b296	b295	b294	b293
Totais	122	165	204	278
Conhecidas	114	165	202	278
Novas RRL	8	0	2	0

Tabela 3 – VNCs encontradas por tile, orientadas a partir do canto superior esquerdo para a direita na imagem do meio da Figura 29.

	b310	b309	b308	b307
Totais	256	284	184	250
BEs Conhecidas	134	225	135	190
RRL Conhecidas	17	22	22	51
Novas VNCs	105	37	27	9
	b296	b295	b294	b293
Totais	259	225	178	207
BEs Conhecidas	201	198	146	179
RRL Conhecidas	27	18	24	27
Novas VNCs	31	9	8	1

## 4.2 EXPLORANDO AS BINÁRIAS ECLIPSANTES

Utilizamos as variáveis conhecidas (do OGLE e VSX) para checar a acurácia da determinação do período pelas ferramentas que utilizamos. Da amostra original, com  $\sim 46$  mil fontes (todas as fontes com períodos até 1000 dias), verificamos que 85,6% coincidem com o período das variáveis conhecidas dentro de uma acurácia de 0,1%. Esta comparação é apresentada na Figura 42. Para algumas variáveis encontramos uma ressonância em múltiplos do período, principalmente porque consideramos o dobro do período do LSG e, então, variáveis pulsantes como as RRL e Cefeidas aparecerão com seus períodos dobrados. Alguns períodos identificados podem, ainda, ser aliases da janela de observação do VVV (para mais detalhes veja a seção 7.2 em VANDERPLAS, 2018). Apesar disso, entre as variáveis conhecidas os períodos concordam para 98,7% das fontes. Assim, esperamos a mesma confiabilidade para os períodos identificados, e para a classificação, das novas BEs.

A distribuição dos períodos (ver Figura 42) é similar a das BEs conhecidas. Entretanto, o pico dos períodos das novas BEs parece estar deslocado um pouco para os períodos mais curtos em relação a todas as BEs conhecidas nessa área. Esta pequena diferença é inconclusiva porque ela pode ser resultado de nossos critérios de seleção de variáveis (intervalo de períodos, indicador de variabilidade, ou também da amostragem das curvas de luz do VVV utilizadas).

Comparando a distribuição de magnitudes (veja a Figura 43), as BEs do OGLE e VSX parecem estar distribuídas igualmente ao longo da função de luminosidade enquanto as novas BEs apresentam pico duplo, em  $K_s \sim 13,8$  mag e em  $K_s \sim 15,0$  mag. Isto pode ser causado tanto por níveis de extinção diferentes afetando as fontes (ver, como exemplo, a Figura 52) ou por estruturas na Via Láctea, como a presença de braços espirais na parte frontal do disco (entre a posição do Sol e o bojo Galáctico) ou por objetos pertencentes ao bojo Galáctico. O diagrama cor-magnitude (DCM) mostra que as novas BEs são altamente afetadas pelo avermelhamento e parecem estar distribuí-

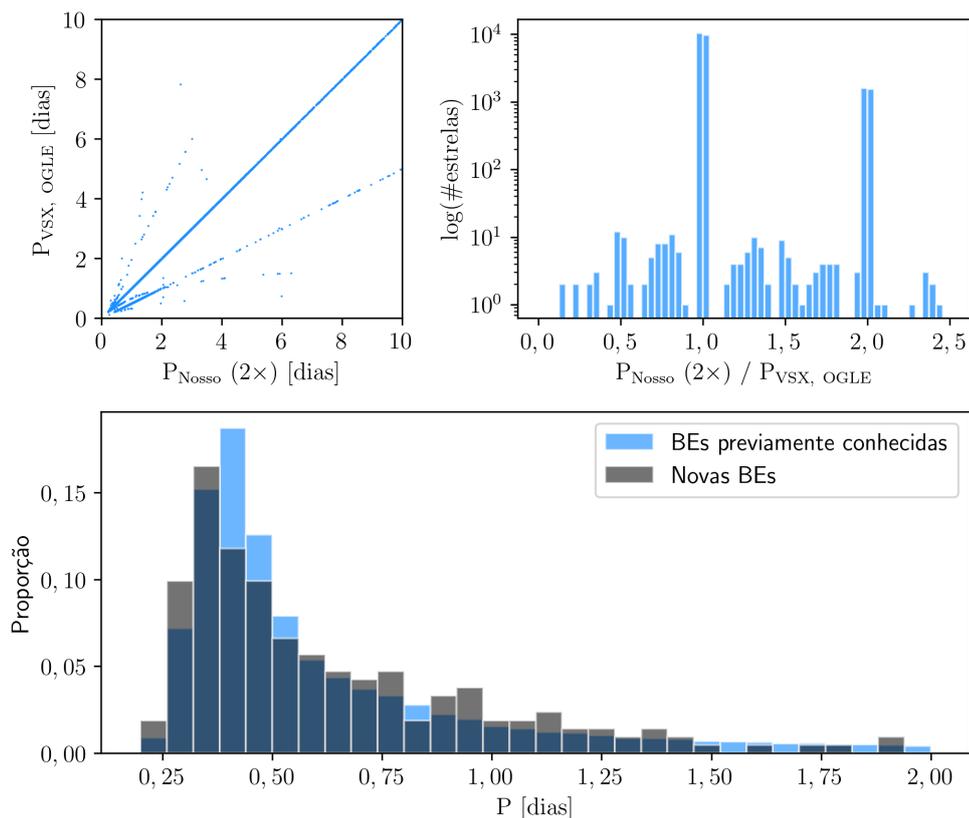


Figura 42 – Comparação dos períodos identificados. No gráfico superior esquerdo temos os períodos encontrados pelo nosso método em comparação com o OGLE e VSX. Na figura superior direita temos o histograma da razão entre o nosso período (2X LSG) e os períodos conhecidos das variáveis. Na figura de baixo temos o histograma dos períodos de todas as BEs do OGLE e VSX no tile em contraste com o histograma dos períodos das novas BEs.

das ao longo das sequências do disco e do bojo (compare com as sequências geradas a partir do modelo do Trilegal<sup>3</sup> na Figura 44). O avermelhamento<sup>3</sup> médio dos objetos de acordo com o Bulge Extinction And Metallicity Calculator (BEAM<sup>4</sup>) (GONZALEZ *et al.*, 2012) é  $\langle E(J - K) \rangle = 0,85$  mag, com objetos alcançando  $E(J - K) = 2,1$  mag. Em comparação, as BEs conhecidas são menos afetadas por poeira e a maioria está distribuída ao longo da sequência do disco, incluindo a região de inflexão da sequência principal (*Main-Sequence Turn-Off*, MSTO). A descoberta de objetos tão avermelhados enfatiza a habilidade do VVV de encontrar objetos invisíveis aos *surveys* ópticos.

A missão espacial Gaia é uma missão astrométrica no óptico que busca traçar um mapa tridimensional da nossa Galáxia e no processo revelar a composição, formação e evolução da Galáxia (PRUSTI *et al.*, 2016). Cruzando nossa amostra com os dados do Gaia Data Release 2 (DR2) observamos que apenas 121 de nossas BEs tem contrapartida no óptico nos dados do Gaia, além de uma grande fração delas (~

<sup>3</sup>[http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/trilegal\\_1.6](http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/trilegal_1.6)

<sup>4</sup><http://mill.astro.puc.cl/BEAM/calculator.php>

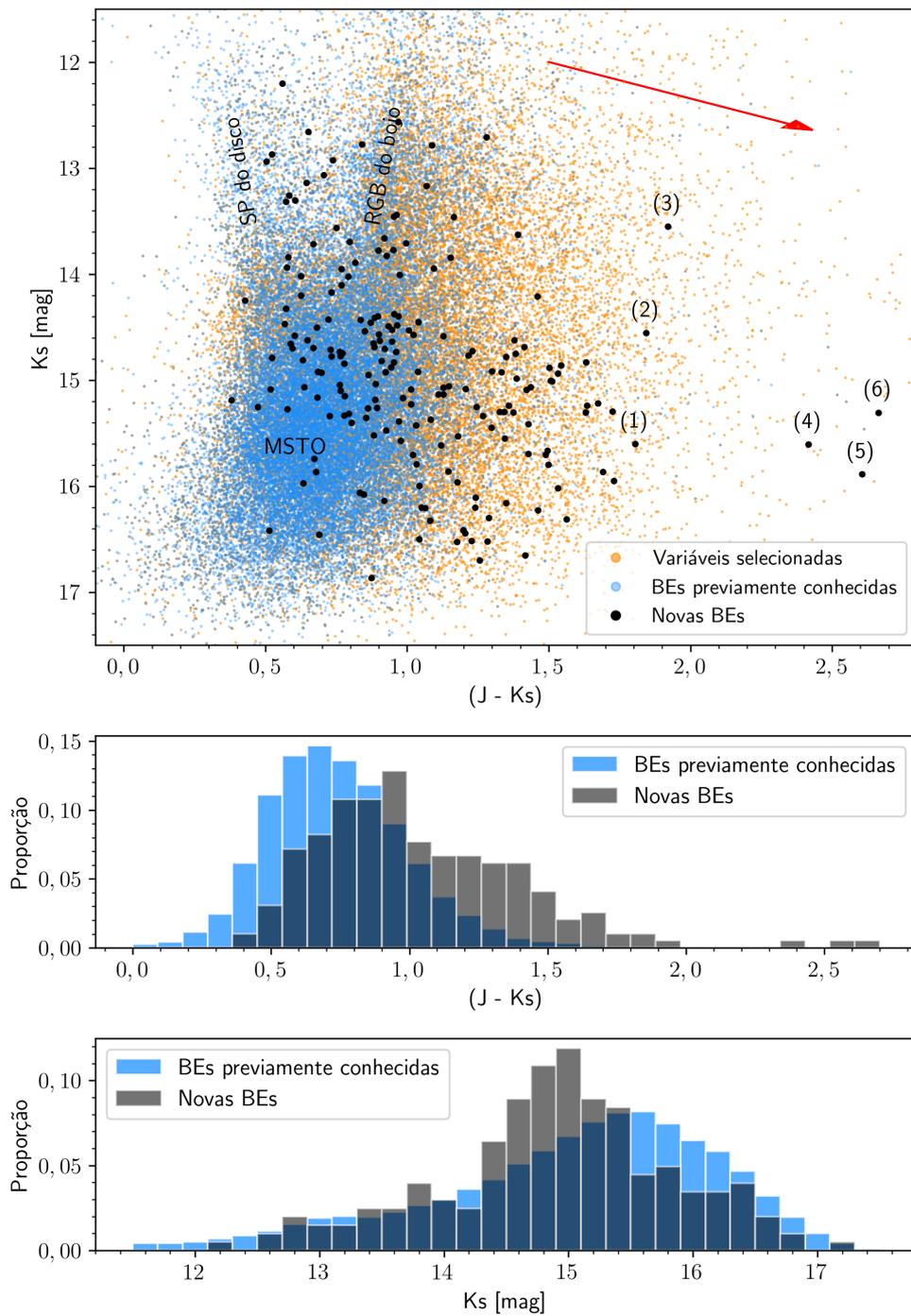


Figura 43 – No topo temos o diagrama cor-magnitude (DCM) para todas as variáveis do VVV selecionadas em nossa análise (em laranja). As BEs do OGLE e do VSX com medidas em  $J$  e  $K_s$  mag aparecem em azul e as novas BEs aparecem em preto. Um vetor de avermelhamento associado com a extinção  $E(J - K_s) = 0.85$  mag, assumindo a lei de extinção de Cardelli *et al.* (1989) é mostrado com uma seta vermelha. As sequências do disco, bojo e Main-Sequence Turn-Off (MSTO) estão nomeadas (e.g., de acordo com o modelo sintético de Trilegal; GIRARDI *et al.*, 2005). Apenas 197 das novas BEs possuem ambas as medidas em  $J$  e  $K_s$ . No meio e em baixo, temos, respectivamente, as distribuições de cor e de magnitudes das novas BEs e BEs conhecidas nos tiles estudados.

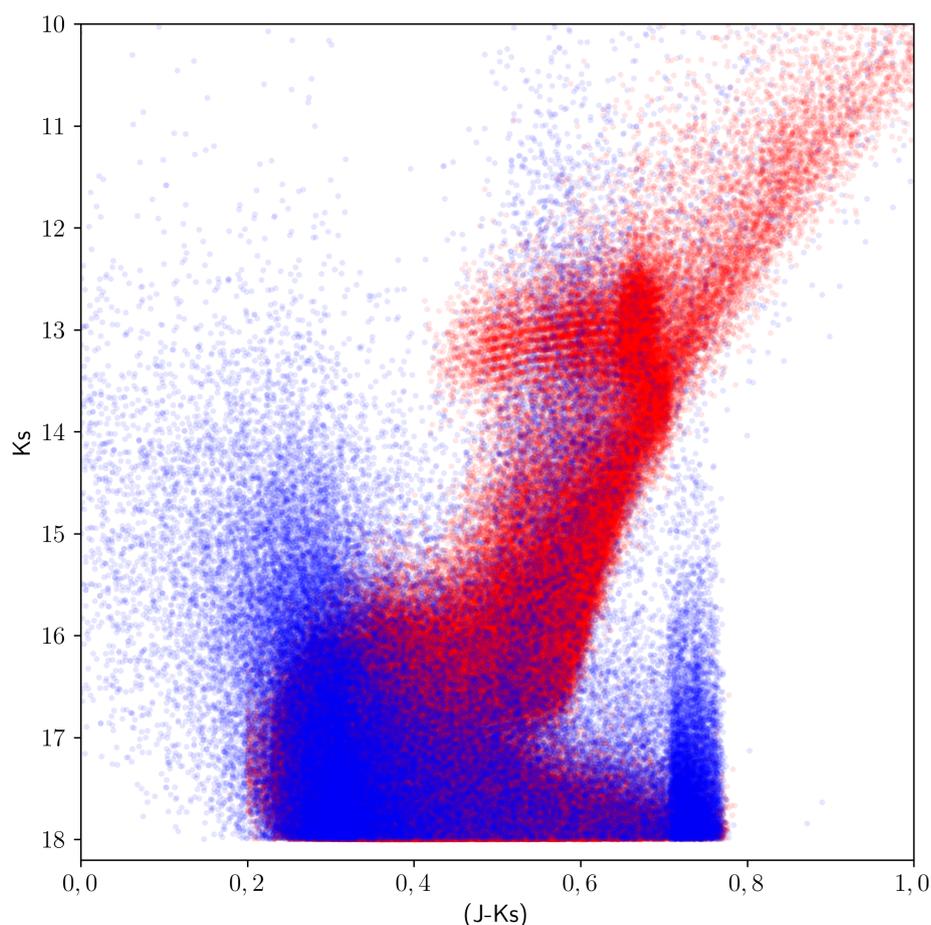


Figura 44 – Diagrama cor magnitude gerado a partir do modelo do Trilegal para as coordenadas centrais do *tile* b293. Modelo criado com os parâmetros predefinidos no programa. A sequência do disco está marcada em azul e a do bojo em vermelho (GIRARDI *et al.*, 2005). No ramo das gigantes vermelhas, temos red clumps do disco e do bojo, mas a região no diagrama é dominada pelas gigantes vermelhas do bojo.

23,6%) apresentar paralaxe negativa. Da mesma forma, essas 121 EBs estão presentes no catálogo de distâncias do Gaia (BAILER-JONES *et al.*, 2018) (veja a Figura 45). Enquanto a completude dos dados do Gaia para nossas BEs é próxima de 100% até  $K_s \sim 14,0$  mag, nossa amostra final é cerca de 1 mag mais profunda, com dezenas de fontes abaixo de  $K_s \sim 16,0$  mag e algumas alcançando  $K_s \sim 17,0$  mag. As distâncias de Bailer-Jones *et al.* (2018) sugerem que os objetos mais fracos em nossa amostra – aqueles sem contrapartida no Gaia – devem estar distantes e poderiam pertencer ao bojo Galáctico ( $d > 6$  kpc, painel inferior da Figura 45).

É importante observar que o BEAM fornece a extinção total integrada ao longo da linha de visada, portanto, os valores de  $E(J - K_s)$  calculados pelo BEAM são certamente superestimados para objetos próximos. Embora esta advertência favoreça o uso de mapas 3-D para produzir valores de extinção mais precisos (e.g., SCHULTHEIS

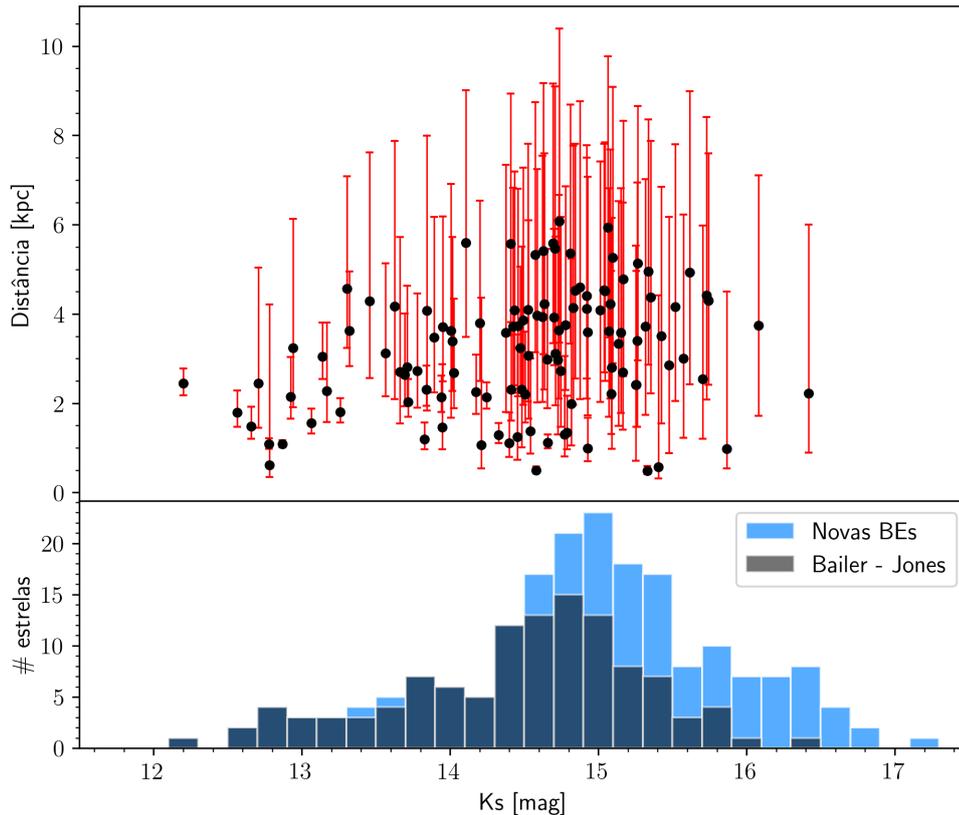


Figura 45 – Distâncias do Gaia para as BEs. No painel superior temos as distâncias das novas BEs por Bailer-Jones *et al.* (2018) em função da magnitude  $K_S$ . No painel de baixo temos o contraste entre as distribuições de magnitudes das novas BEs com distâncias no Gaia e de todas as novas BEs.

*et al.*, 2014), a ausência de distâncias no Gaia para uma grande fração de nossos alvos nos impede de fornecer extinções 3-D homogêneas para todas as fontes em nossa amostra. Valores de  $A_{K_S}$  e  $E(J - K_S)$  calculados pelo BEAM para uma área  $2' \times 2'$  em torno da posição de todas as novas BEs, e assumindo a lei de extinção de Cardelli *et al.* (1989), estão incluídos na Tabela 9 no Apêndice B.

#### 4.2.1 As binárias eclipsantes mais vermelhas

Do DCM das novas BEs (ver Figura 43), seis objetos apresentando  $(J - K_S) > 1,8$  mag chamaram nossa atenção, uma vez que essas são as BEs mais avermelhadas em nossa amostra. Conforme mostrado na distribuição espacial da Figura 29, quatro desses objetos estão concentrados em regiões escuras no tile b310, enquanto uma fonte está no tile b308 e outra no tile b295. A tabela Tabela 4 resume seus parâmetros, incluindo o avermelhamento ( $A_{K_S}$ ) e a extinção  $E(J - K_S)$ . A Figura 46 apresenta imagens do VVV no infravermelho próximo para essas fontes, mostrando como as regiões circundantes são afetadas pelo avermelhamento. Com exceção da fonte b295–357, todas as fontes estão localizadas nas regiões escurecidas que se estendem por quase toda a área das imagens ( $1' \times 1'$ ), especialmente aquelas localizadas no tile b310. A

Tabela 4 – As binárias eclipsantes mais vermelhas.

ID	RA [graus]	DEC [graus]	$K_s$ [mag]	$(J - K_s)$ [mag]	$A_{K_s}$ [mag]	$E(J - K_s)$ [mag]	PM [mas/ano]
b295-357	272,66428	-25,59524	$13,55 \pm 0,01$	$1,92 \pm 0,03$ (#3)	$0,24 \pm 0,06$	$0,35 \pm 0,08$	$6,48 \pm 0,29$
b308-283	270,97090	-25,96540	$15,60 \pm 0,10$	$1,80 \pm 0,18$ (#1)	$1,00 \pm 0,14$	$1,45 \pm 0,21$	$4,63 \pm 2,25$
b310-208	272,41620	-23,91395	$14,56 \pm 0,03$	$1,84 \pm 0,05$ (#2)	$0,90 \pm 0,17$	$1,31 \pm 0,25$	$3,35 \pm 0,44$
b310-098	272,57413	-24,13545	$15,31 \pm 0,06$	$2,66 \pm 0,16$ (#6)	$1,42 \pm 0,38$	$2,06 \pm 0,55$	$6,69 \pm 0,76$
b310-048	272,06197	-23,41134	$15,61 \pm 0,08$	$2,42 \pm 0,18$ (#4)	$0,98 \pm 0,18$	$1,43 \pm 0,26$	$0,49 \pm 1,11$
b310-276	272,55892	-23,56622	$15,89 \pm 0,10$	$2,60 \pm 0,25$ (#5)	$1,11 \pm 0,21$	$1,61 \pm 0,31$	$2,27 \pm 0,78$

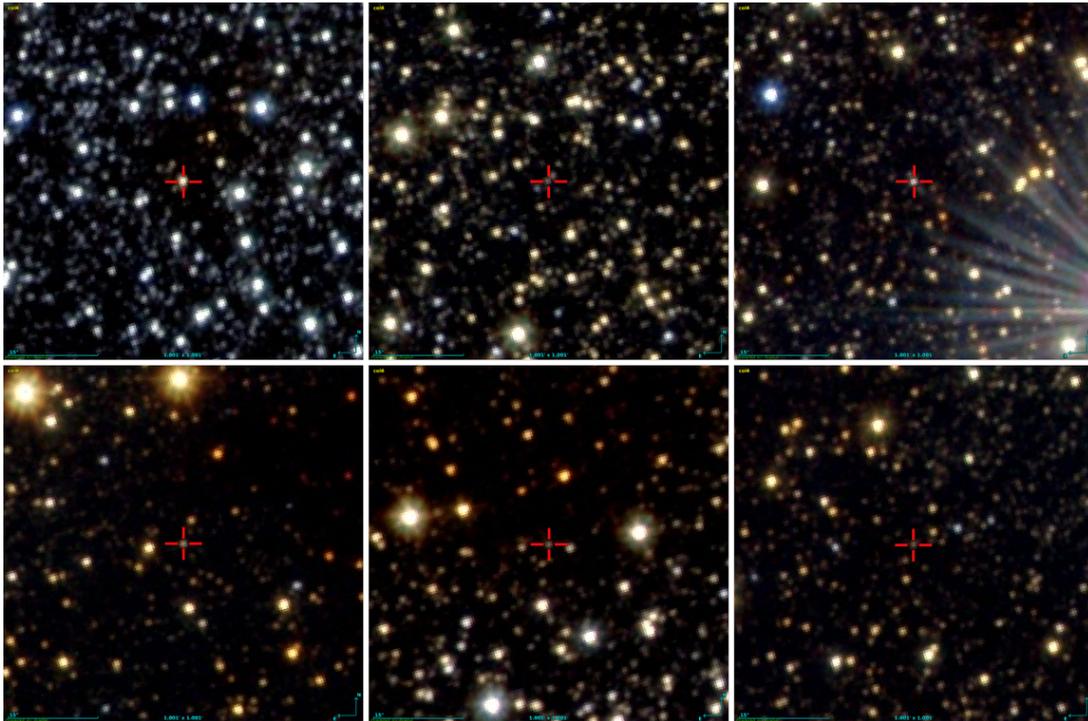


Figura 46 – Imagens do VVV das BEs mais vermelhas em nossa amostra. Painéis superiores: b295-393, b308-246 e b310-048. Painéis inferiores: b310-195, b310-171 e b310-261. Todos os campos tem  $1' \times 1'$  em tamanho, centrados nas posições das BEs e orientados em coordenadas galácticas.

imagem no canto superior direito mostra que a fotometria da binária b310–048 pode ser afetada pela difração da luz (instrumental) da estrela brilhante presente no canto inferior.

Ao aplicar a extinção total integrada ao longo da linha de visão - conforme fornecida pelo BEAM - três objetos se destacam por causa de suas cores intrínsecas muito vermelhas: b310–048 com  $(J - K_s)_0 = 0,99 \pm 0,32$  mag, b310–276 com  $(J - K_s)_0 = 0,99 \pm 0,40$  mag e b295–357 com  $(J - K_s)_0 = 1,57 \pm 0,09$  mag. A correção das cores pode estar superestimada pois aplicamos o valor integrado da extinção em cada filtro.

Uma busca na posição de b310–048, na ferramenta de acesso à catálogos Vizier<sup>5</sup>, resultou em algumas medidas no infravermelho próximo, bem como em comprimentos de onda mais longos. As magnitudes do infravermelho próximo de

<sup>5</sup><https://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizierR>

UKIDSS-GPS DR6 (LUCAS *et al.*, 2008) são semelhantes às magnitudes do VVV, com  $J = 18,155 \pm 0,096$  e  $K = 15,607 \pm 0,044$  mag. No infravermelho médio, b310–048 foi observada nas bandas  $3,6\mu m$  e  $4,5\mu m$  pelo GLIMPSE (SPITZER SCIENCE, 2009), com  $[3.6] = 14,953 \pm 0,164$  mag e  $[4.5] = 14,924 \pm 0,274$  mag, resultando em  $(K_S - 4.5) = 0,69 \pm 0,29$  mag. O movimento próprio total medido pelo Catálogo Astrométrico do VVV no Infravermelho (SMITH, L. C. *et al.*, 2018) é  $PM = 0,49 \pm 1,11$  mas ano<sup>-1</sup>. O baixo valor do PM combinado com a magnitude intrínseca ( $K_{S0} = 14,63 \pm 0,20$  mag) e a cor no infravermelho sugere que b310–048 pode ser uma fonte distante, ou ainda pertencente ao bojo Galáctico no fundo.

A busca nos catálogos na posição de b310–276 resultou em uma única observação por UKIDSS-GPS DR6, com  $K = 15,927 \pm 0,035$ , que é consistente com a magnitude do VVV ( $K_S = 15,89 \pm 0,10$  mag). O PM do VIRAC é  $PM = 2,27 \pm 0,78$  mas ano<sup>-1</sup>, conforme esperado para a parte frontal do disco. b310–276 é o objeto mais fraco entre as BEs mais avermelhadas, com  $K_{S0} = 14,78 \pm 0,23$  mag. Isso pode explicar a ausência de medidas anteriores no óptico e até mesmo em comprimentos de onda mais longos.

b295–357 é a fonte mais brilhante da amostra das mais vermelhas, com  $K_{S0} = 13,31 \pm 0,06$  mag. Isso facilita as observações em comprimentos de onda no ópticos, mesmo para uma fonte intrinsecamente vermelha. b295–357 está na lista inicial de fontes Gaia (IGSL, SMART; NICASTRO, 2014) com  $BJ = 24,650 \pm 0,123$  mag,  $RF = 20,197 \pm 0,123$  mag e  $G = 20,271 \pm 0,123$  mag. Curiosamente, o objeto não está presente no Gaia DR2, portanto, paralaxes do Gaia não estão disponíveis. Também em comprimentos de onda ópticos, as magnitudes Pan-STARRS DR1 (CHAMBERS *et al.*, 2016) são  $i = 21,1970 \pm 0,2994$  mag,  $z = 19,8645 \pm 0,0786$  e  $y = 18,4993 \pm 0,4420$ . Os movimentos próprios do VIRAC indicam um objeto do disco próximo, com  $PM = 6,48 \pm 0,29$  mas ano<sup>-1</sup>.

#### 4.2.2 Considerações finais sobre as binárias

Classificamos 212 novas BEs, que apresentam curvas de luz de alta qualidade selecionadas sobre um limite conservador ( $R_{index}^2 > 0,6$ ). Nossas novas variáveis estão no intervalo de período de 0,1 – 1,0 dia com uma confiabilidade de  $\gtrsim 98\%$  com base na comparação com objetos previamente conhecidos. Este intervalo de período é interessante porque é compartilhado pelas variáveis RRL. Os novos objetos não estão uniformemente distribuídos pela área, mas se concentram em um pequeno canto da região, onde a extinção é severa, incluindo objetos com alto avermelhamento até  $E(J - K_S) = 2$  mag. Esses estão distribuídos principalmente ao longo da parte frontal do disco, com alguns também no bojo Galáctico. A não detecção no Gaia DR2 para objetos mais fracos do que  $K_S = 15$  mag apoia este argumento. Os resultados dessa parte da pesquisa, sobre as binárias eclipsantes, foram publicados recentemente em

Botan *et al.* (2021).

### 4.3 EXPLORANDO AS RR LYRAE

#### 4.3.1 Visão geral das RR Lyrae

Como mostrado na Tabela 2, o número de RRL conhecidas aumenta em direção ao centro Galáctico (em especial nos tiles b307 e b293), onde se localiza também a janela de Baade (BAADE, 1946, ver também Figura 29). As novas RRL, no entanto, se concentram nos tiles de maior extinção, como acontece também com as novas binárias descobertas.

Na Figura 47 temos um gráfico conhecido como Diagrama de Bailey para as RRL, com a distribuição das amplitudes em função do período. Esse diagrama é comumente utilizado para discriminar as RRab das RRC (veja a discussão na Seção 2.3.2), pois elas aparecem como dois agrupamentos, um entre os períodos de 0,2 a 0,4 dia (RRC) e outro entre 0,4 e 1 dia (RRab). Como podemos ver, nossa inspeção visual das curvas de luz, quando separamos apenas a RRL com curva de luz de formato característico de dente de serra, recuperou majoritariamente as RRL do tipo RRab.

Ajustes aos *loci* dessas duas populações no diagrama de Bailey, usando as equações de Zorotovic *et al.* (2010), Navarrete *et al.* (2015) e Kunder *et al.* (2013), são mostradas no diagrama de Bailey como duas curvas vermelhas, a contínua representando as RRL do tipo Oosterhoff I e a tracejada as RRL do tipo Oosterhoff II. As curvas, juntamente com a distribuição dos períodos, sugere que a grande maioria das RRL pertencem à população Oosterhoff I, característica de serem mais ricas em metais. A partir de  $P \sim 0,6$  algumas RRL seguem a curva das RRL do tipo Oosterhoff II.

O diagrama de Bailey das nossas RRL parece qualitativamente similar aos de Gran *et al.* (2016) construído com RRL da região de transição entre o bojo e o halo Galáctico, nas longitudes  $-10,3^\circ \lesssim b \lesssim -8,0^\circ$ . No entanto, na região que investigamos, o período médio é de  $\langle P \rangle = 0,54$  dias, um pouco mais curto do que o período médio em Gran *et al.* (2016), de  $\langle P \rangle = 0,56$  dias, sugerindo que as RRL da região mais central podem ser mais ricas em metais que as RRL da região mais externa do bojo. Por outro lado, RRL da região central do bojo, como as identificadas por Contreras Ramos *et al.* (2018) para os 100 minutos de arco do CG ( $l, b \sim 0,0$  deg), apresentam períodos e metalicidades muito similares aos de nossas RRL ( $P = 0,545$  dias,  $[Fe/H] = -1,30$ , respectivamente), indicando que a população de RRL do centro Galáctico pode ser similar às das regiões intermediárias do bojo ( $|b| \lesssim 3,5^\circ$ ).

Navarrete *et al.* (2015) apresentaram recentemente um censo das RRL do aglomerado  $\omega$  Centauri, nas bandas do infravermelho próximo. O *locus* das nossas RRL no diagrama de Bailey não é o mesmo das RRL de  $\omega$  Centauri, onde a maioria das RRL parece pertencer ao tipo Oosterhoff II, mais pobre em metais. Os aglomerados globu-

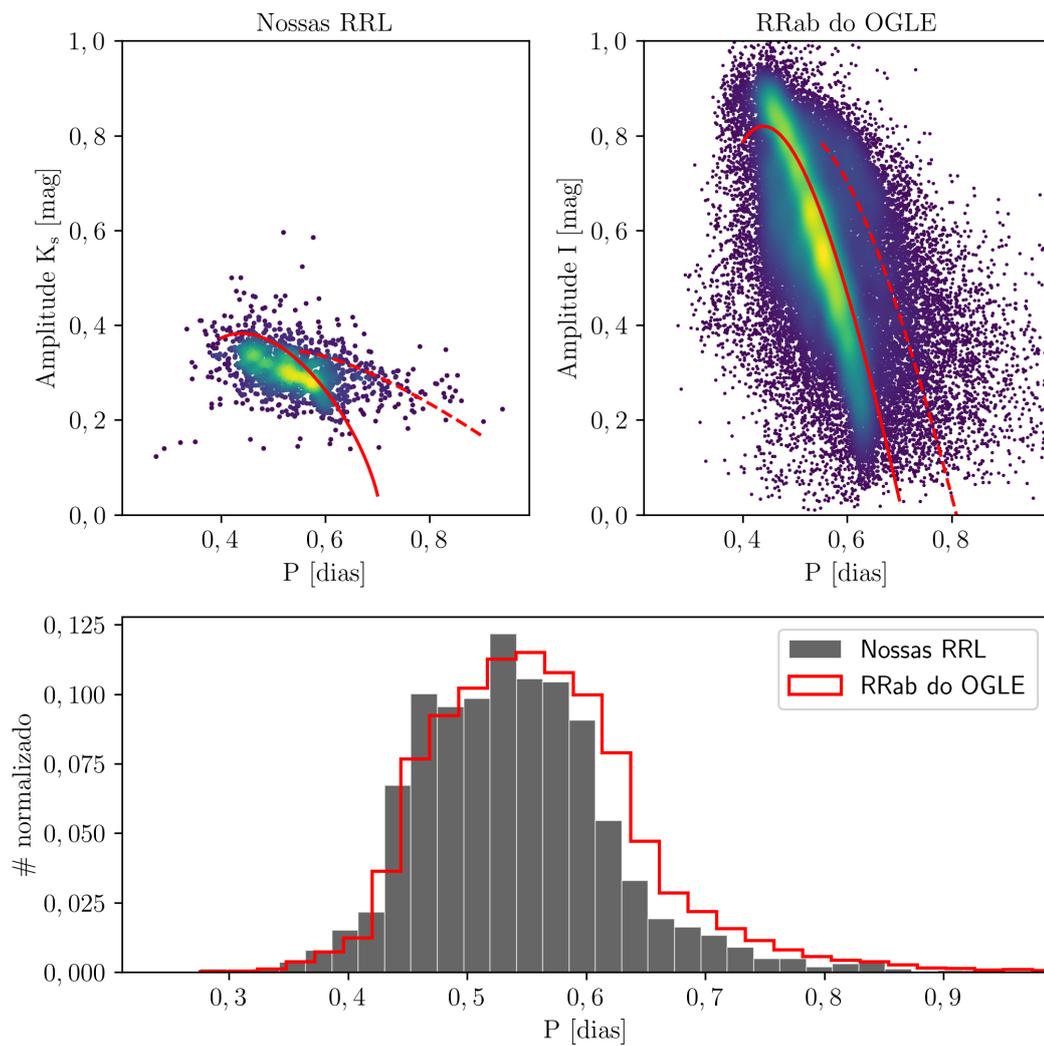


Figura 47 – No topo, gráfico da esquerda, temos o diagrama de Bailey das nossas RRL identificadas. No gráfico da direita temos o diagrama de Bailey das RRL do OGLE (SOSZYŃSKI *et al.*, 2019). As linhas contínua e tracejada representam os ajustes aos loci das RRL do tipo Oosterhoff I e Oosterhoff II, respectivamente (ZOROTOVIC *et al.*, 2010; KUNDER *et al.*, 2013). Embaixo temos a distribuição de períodos das nossas RRL em contraste com a distribuição de períodos das RRL do OGLE. Nossas RRL apresentam  $\langle P_{RRab} \rangle = 0,5411$  dias e as RRL do OGLE  $\langle P_{RRab} \rangle = 0,5599$  dias. O teste Kolmogorov-Smirnov (Teste KS,  $s = 0,094$ ,  $p = 6,086 \times 10^{-13}$  e  $s_{crit} = 0,040$ ) indica que as duas amostras não provêm da mesma distribuição num nível de confiabilidade de 99%.

lares são importantes pois se acredita que eles podem ter participado do processo de formação do interior do bojo (e.g., CAPUZZO-DOLCETTA, 1993). Essa discrepância entre os diagramas de Bailey pode indicar que aglomerados como  $\omega$  Centauri não constituem a maior componente na formação do interior do bojo.

Nosso diagrama de Bailey também pode ser comparado com o diagrama de Bailey do OGLE para estimar a completeza da nossa amostra de RRab. Conforme discutimos na Seção 2.3.2 as amplitudes das curvas de luz das RRL são menores em comprimento de ondas maiores e, por conta disso, parte das RRL de menor amplitude não serão detectadas. Mais precisamente, no infravermelho próximo as amplitudes são menores que no óptico por um fator de 2 (CATELAN; SMITH, H. A., 2015).

Temos muito poucas RRL com amplitude menor que  $A(K_S) < 0,15$  mag em nossa amostra (0,4 % do total) enquanto o OGLE possui cerca de 10 % de RRL de baixa amplitude, considerando  $2 \times A(K_S) = A(I) < 0,30$  mag. Essa simples comparação poderia nos levar a concluir que nossa amostra é 10 % incompleta, pois estamos perdendo as RRL de baixa amplitude. Nessa comparação utilizamos apenas a amplitude, para darmos uma noção da completeza em comparação com o OGLE, que é o levantamento de RRL na direção do bojo mais completo atualmente. Entretanto, a completeza depende de muitos outros fatores que inclusive podem estar entrelaçados.

Se considerarmos apenas a fotometria em si, testes de completeza para a fotometria de abertura do VVV usando estrelas artificiais, obtemos que para as estrelas com  $K_S < 16$  mag a completeza fotométrica é maior que 60 % para regiões mais populosas do bojo (SAITO *et al.*, 2012b). Já no mapa de completeza fotométrica de Valenti *et al.* (2016, para  $K_{S0} < 14$  mag), para dados PSF do VVV, verificamos que a maioria das regiões do bojo deve ter completeza fotométrica da ordem de 70% a 80%.

Diferentes instrumentos (telescópio, câmera, detector), características observacionais (seeing, amostragem, número de épocas, limite de magnitude, estratégia de mapeamento dos campos, tempos de exposição), rotinas de análise (fotometria, estratégia de seleção, algoritmos de busca de períodos, critérios de classificação das estrelas) e características da região sob análise (densidade de estrelas, avermelhamento, extinção) afetam a completeza e a comparação entre os levantamentos. Mas em geral, levantamentos no óptico são adequados para a busca de variáveis nas regiões mais externas do bojo e no halo Galáctico, enquanto levantamentos no infravermelho próximo são melhores para as regiões mais internas do bojo e do disco, onde as contagens diminuem por causa da alta extinção e alta concentração de estrelas (NAVARRO *et al.*, 2017, 2021).

Mesmo considerando todas os possíveis fatores que podem afetar nossa completeza, nosso método identificou 1598 das 2490 (64%) das RRL (RRab) levantadas no OGLE para a mesma região no céu, e somou mais 67 novas variáveis, especialmente nas regiões de maior extinção. Isso demonstra que mesmo regiões já estudadas

por levantamentos como o do OGLE ainda inclui novos objetos a serem descobertos, especialmente onde a extinção e a sobredensidade é maior.

Em relação à estimativa da metalicidade, usamos a relação de Sarajedini *et al.* (2006, ver a Equação 16) e encontramos uma metalicidade média de  $[Fe/H] = -1,32 \pm 0,45$  dex, muito similar à encontrada por Feast *et al.* (2010), na Grande Nuvem de Magalhães, e Contreras Ramos *et al.* (2018), na região central do bojo, e um pouco menor que a obtida, utilizando parâmetros (coeficientes de Fourier) das curvas de luz, por Pietrukowicz *et al.* (2015) para as RRL do OGLE-IV:  $[Fe/H] = -1,02 \pm 0,25$  dex. Na Figura 48 a distribuição é larga e indica que a amostra apresenta tanto RRL pobres quanto ricas em metais. A distribuição parece apresentar dois picos, um em  $[Fe/H] \sim -1,39$  dex e outro em  $[Fe/H] \sim -0,75$  dex. Esses dois picos poderiam apontar duas populações no bojo, uma mais pobre com período médio de  $\langle P \rangle = 0,548$  dias e outra mais rica em metais com período médio de  $\langle P \rangle = 0,454$  dias. No entanto, esse segundo pico pode ser resultado do critério de seleção das estrelas, pois algumas RRL com período próximo a 0,5 dias ( $[Fe/H]_{P=0.5} = -1,08$  dex) podem ter sido excluídas durante a remoção dos aliases de um dia (ver Seção 3.2). A distribuição de períodos da Figura 47 também reforça essa conclusão, pois em  $P \sim 0,5$  dias o número de estrelas contadas é menor que nos períodos adjacentes.

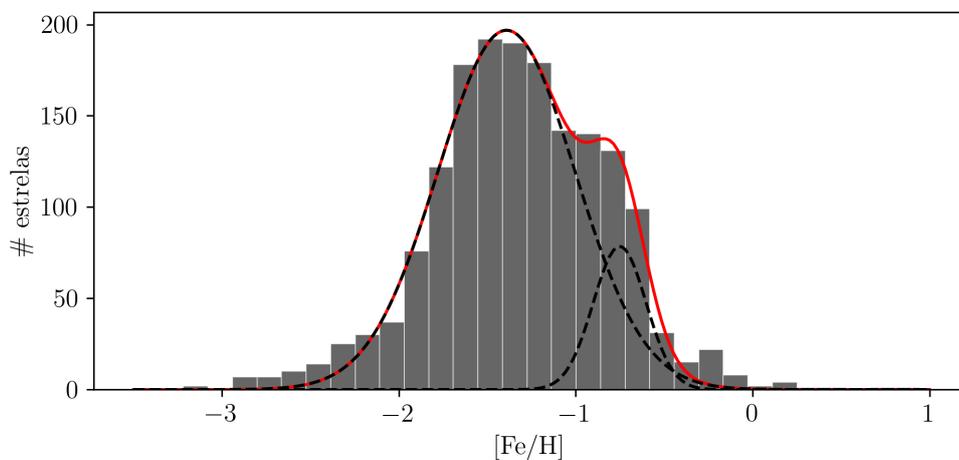


Figura 48 – Distribuição de metalicidades das RRL. A metalicidade média encontrada para as RRL é  $[Fe/H] = -1,32$  dex. As gaussianas ajustadas apresentam picos em  $[Fe/H] = -1,39$  dex com  $\sigma = 0,39$  dex e em  $[Fe/H] = -0,75$  dex com  $\sigma = 0,15$  dex.

Na Figura 49, apresentamos a distribuição em magnitudes na banda  $K_s$ , onde as RRL apresentam um pico em  $K_s \sim 14,5$  mag. Esses valores de  $K_s$  são valores médios extraídos das curvas de luz. Como necessitamos também da informação de cor para as RRL, fizemos um *crossmatch* desses dados com os catálogos PSF com as bandas ZYJHKs do VVV, usando como critério de seleção apenas as coordenadas, com uma distância máxima de 1 segundo de arco. Não encontramos contrapartida para todas as RRL nos catálogos de cor (63 %), sendo as magnitudes em  $K_s$  coincidentes dentro das

incertezas, com exceção de algumas fontes em regiões muito povoadas, que aparecem no catálogo de cores com  $K_S > 16$  mag. Notamos, também, uma ausência maior de detecções na banda  $J$ , e também em  $Y$  e  $Z$ , mais afetadas pela extinção. Com isso, do total de 1665 RRL, 618 possuem fluxo em  $J$  e para outras 82 onde  $J$  não estava disponível o fluxo em  $H$  estava disponível. Essa informação de cor será utilizada nas próximas seções.

Os diferentes níveis de extinção através da região sob análise ficam evidentes nos DCMs (Figura 50), sendo o tile b293 o que apresenta a menor extinção, com as sequências do disco e bojo bem definidas, sem espalhamento na direção do vetor de avermelhamento e com um red clump bem definido (para detalhes sobre DCMs no IR ver SAITO *et al.*, 2012a). A maior parte das RRL está na região da sequência do disco, com algumas poucas RRL mais brilhantes espalhadas na direção do vetor de avermelhamento. Mesmo com uma menor extinção, uma boa parte das RRL identificadas neste trabalho não apresentam medidas na banda  $J$  e, portanto, não aparecem nos DCMs. Esse é um efeito esperado, pois a banda  $J$  é mais afetada por poeira que a banda  $K_S$  ( $A_J/A_{K_S} \sim 2,5$ ; MINNITI *et al.*, 2010). A mesma perda ocorre em outros tiles, inclusive de forma mais intensa, dada a maior extinção.

O espalhamento das estrelas no ramo das gigantes vermelhas, seguindo o vetor de extinção, mostra que os tiles b307-310 são mais afetados por extinção que os tiles b293-b296. A sequência das gigantes mostra a presença de um duplo red clump em magnitude (evidente por inspeção visual nos tiles b294, b307 e b308, por exemplo), sendo essa uma assinatura da estrutura em X do bojo (SAITO *et al.*, 2011; NATAF *et al.*, 2014; NESS; LANG, 2016), que será discutido adiante na Seção 4.3.4. Além disso, no tile b309 a sequência das gigantes, incluindo o red clump, aparece com duas sequências em cor. O mesmo efeito foi observado por Minniti *et al.* (2014) nos DCMs nas bandas  $Z$  e  $K_S$  para uma grande área em direção a parte mais interna do bojo, evidenciando a existência de uma camada de poeira fina, provavelmente localizada em frente ao bojo.

Ainda no tile b309, podemos fazer um corte simples em cor e magnitude de maneira a separar os dois red clumps e, assim, reconstruir a distribuição espacial dessas duas componentes. Observando o mapa de extinção da região do tile b309 (Figura 29 e Figura 52) podemos ver duas regiões com extinções distintas, praticamente dividindo o tile ao meio, na horizontal. Isso pode ser melhor visualizado na Figura 52, onde os gráficos inferiores mostram o contraste entre as distribuições espaciais das duas componentes em cor das RCs no tile b309.

Embora no infravermelho próximo se use tradicionalmente DCMs em  $K_S \times (J - K_S)$ , pela maior separação entre os filtros, e portanto maior separação entre as sequências nos diagramas, apresentamos também os DCMs em  $K_S \times (H - K_S)$ , visto o maior número de RRL com informação nessas duas cores. Os DCMs em  $K_S \times (H - K_S)$  para

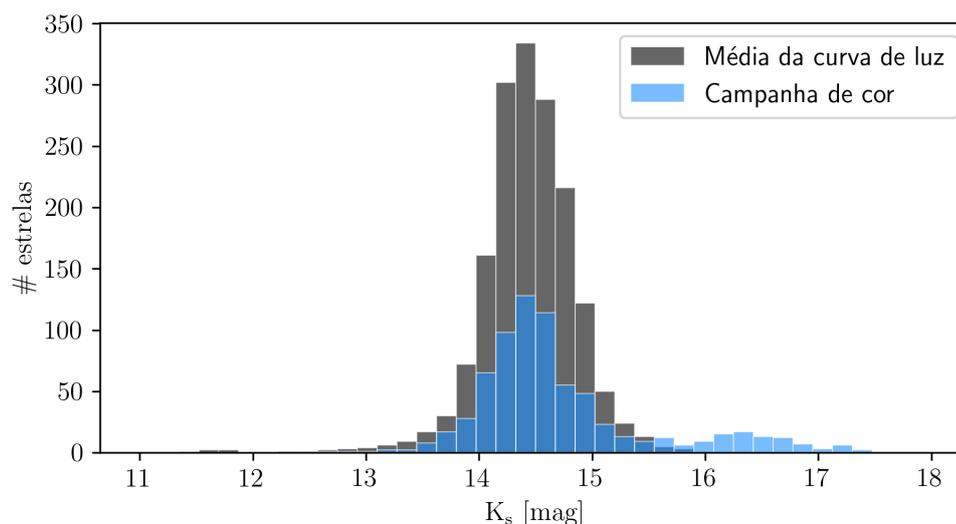


Figura 49 – Histograma da magnitude  $K_s$  das RRL. A curva em cinza apresenta a magnitude  $K_s$  média obtida dos dados de variabilidade e em azul os valores de  $K_s$  obtidos dos dados de cor. Notamos que apenas  $\sim 5\%$  das fontes que estão nos catálogos de cor apresentam uma pequena sobredensidade em  $K_s > 16$  mag, ausente nos valores médios de  $K_s$  (ver Seção 4.3.1)

os oito tiles são apresentados na Figura 51 com um total de 700 RRL em destaque, em comparação com as 618 RRL com informação em  $J$  apresentadas na Figura 50.

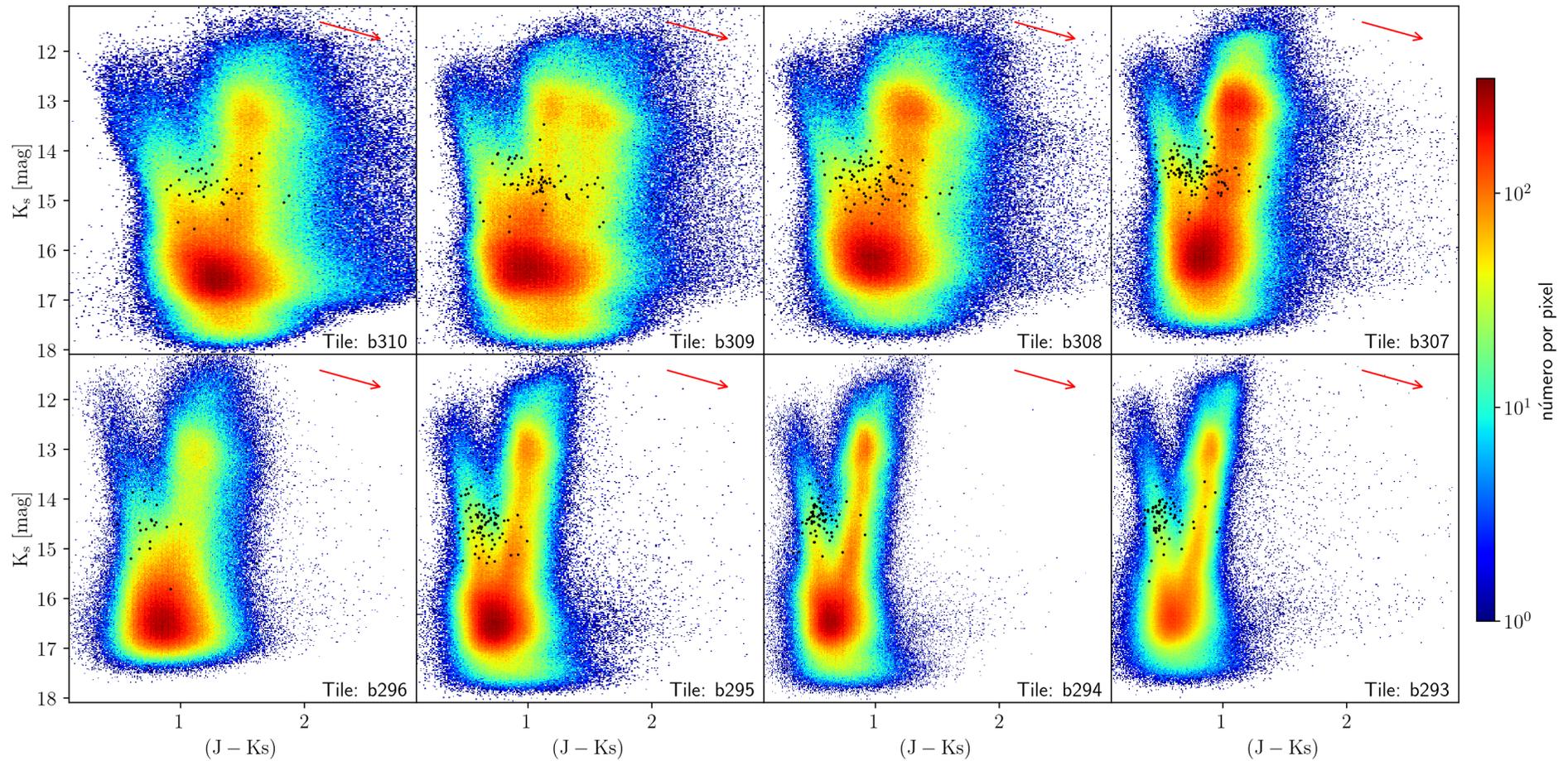


Figura 50 – Posição das RRL no DCM dos tiles investigados. Estas RRL não compreendem toda a amostra, mas apenas 618 das 1665 RRL identificadas possuem medidas na banda  $J$ . Um vetor de avermelhamento, associado a uma extinção  $E(J - K_s) = 0,54$  mag e assumindo a lei de extinção de Cardelli *et al.* (1989), é mostrado com uma flecha vermelha.

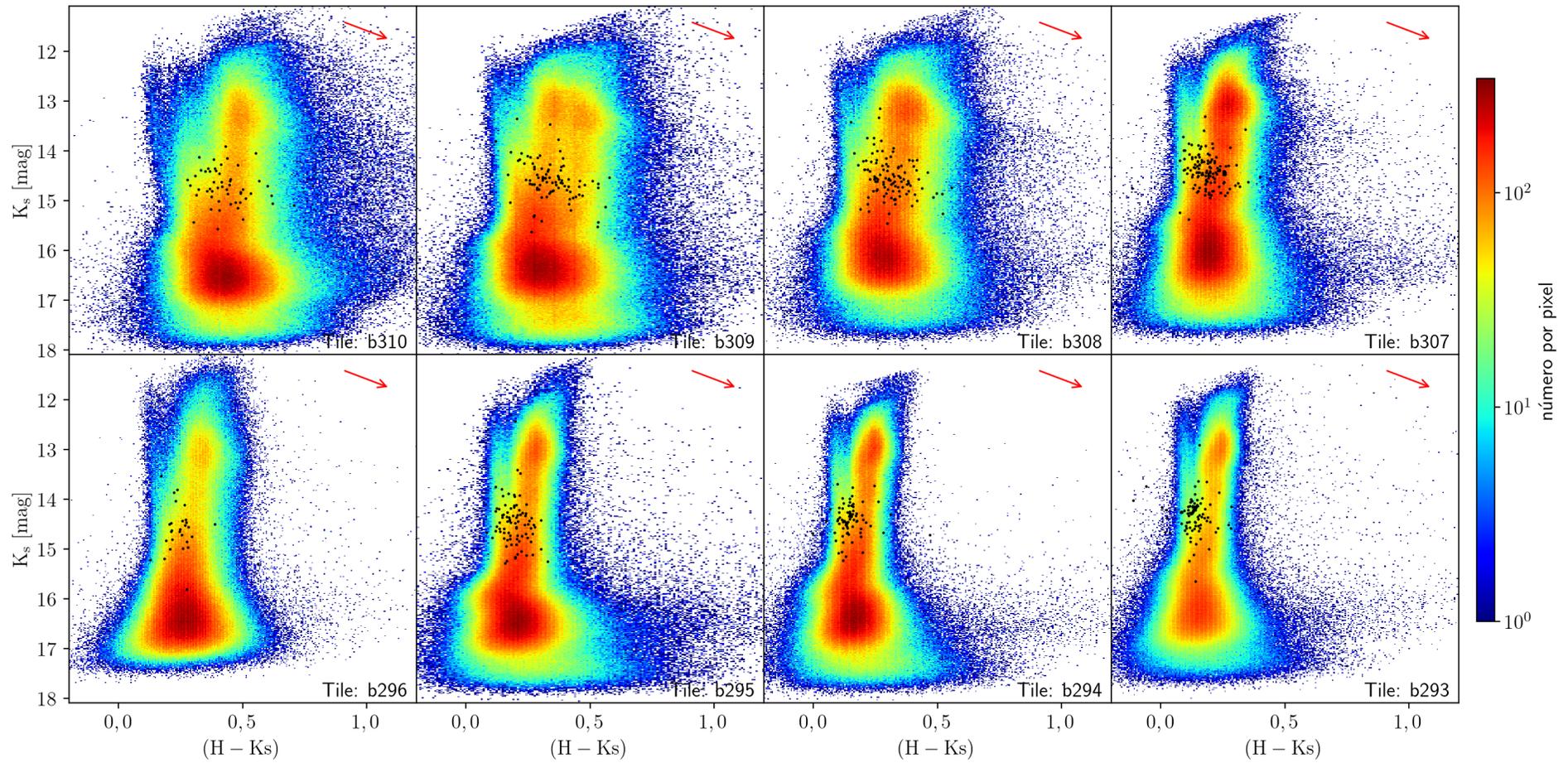


Figura 51 – Posição das RRL no DCM dos tiles investigados. Estas RRL não compreendem toda a amostra, mas apenas 700 das 1665 RRL identificadas possuem medidas na banda  $H$ . Um vetor de avermelhamento, associado a uma extinção  $E(H-K_s) = 0,20$  mag e assumindo a lei de extinção de Cardelli *et al.* (1989), é mostrado com uma flecha vermelha.

### 4.3.2 Distâncias das RR Lyrae

Para calcular as distâncias das RRL precisamos determinar a metalicidade das RRL e a extinção por poeira. A metalicidade foi obtida usando a relação de Sarajedini *et al.* (2006, ver a Equação 16), que estabelece uma relação linear entre a metalicidade e o período das RRL.

A determinação da metalicidade utilizando o período é incerta e apesar das RRL apresentarem um grande intervalo de metalicidade, podemos esperar medidas precisas das distâncias das RRL, pois as relações PL nas bandas do VVV (Equações 27–31) são relativamente insensíveis à metalicidade. Por exemplo, se variarmos a abundância  $[Fe/H]$  em 0,7 dex, que corresponde aproximadamente à largura a meia altura da distribuição da Figura 48, verificamos um aumento na magnitude  $K_s \sim 0,12$  mag, aproximadamente 4 vezes o erro fotométrico médio na banda  $K_s$  das RRL identificadas. Por fim, essa variação em magnitude se traduz em um aumento/diminuição na distância da ordem de  $\pm 0,02$  kpc, comparado com  $\langle d \rangle = 8,23 \pm 0,22$  kpc para nossas RRL (ver abaixo).

Temos dois cenários para o cálculo da extinção por poeira, um usando um índice de cor e outro usando a extinção calculada com o BEAM. O primeiro, consiste em calcular a extinção usando a diferença de cor observada e intrínseca da estrela:  $E(J - K_s) = (J - K_s) - (J - K_s)_0$ . As cores foram obtidas das medidas de  $J$ ,  $H$  e  $K_s$  da campanha de cor. Essas medidas foram obtidas durante a campanha de cor, de onde obtemos a fotometria PSF das bandas  $J$ ,  $H$  e  $K_s$ . O segundo, implementado nos casos em que não dispomos de medidas na banda  $J$  ou  $H$ , que compõem quase dois terços da nossa amostra de RRL, consiste em utilizar a estimativa de extinção calculada pelo BEAM, como fizemos para as BEs. A estimativa de extinção do BEAM é integrada, ou seja, o valor da extinção é calculado para uma certa coordenada, ao longo de toda a linha de visada naquela posição. Assim, RRL próximas podem ter a extinção sobreestimada. Isto não deveria ocorrer para a maioria das nossas RRL, visto que estão concentradas em torno do centro Galáctico (ver Figura 53) onde grande parte do gás e poeira ao longo do caminho já foi computado, como demonstram os mapas de extinção 3-D (e.g., SCHULTHEIS *et al.*, 2014).

Usando a lei de extinção de Cardelli *et al.* (1989, ver equações 34 e 35) para estimar a absorção por poeira na banda  $K_s$ , podemos calcular a magnitude livre de poeira  $K_{s,0}$ , que será utilizada para obter as distâncias das RRL usando o módulo de distância [Equação (43)], comparando a magnitude absoluta das RRL com a magnitude aparente livre da extinção por poeira.

A Figura 53 mostra a distribuição de distâncias das RRL identificadas (em cinza). O histograma possui uma distribuição de pico simples, com um valor mediano para o centro da distribuição de  $d = 8,23 \pm 0,220_{sist}$  kpc, coincidindo com a distância do centro Galáctico ( $d = 8,178 \pm 0,013_{estat} \pm 0,022_{sist}$  kpc; GRAVITY COLLABORATION

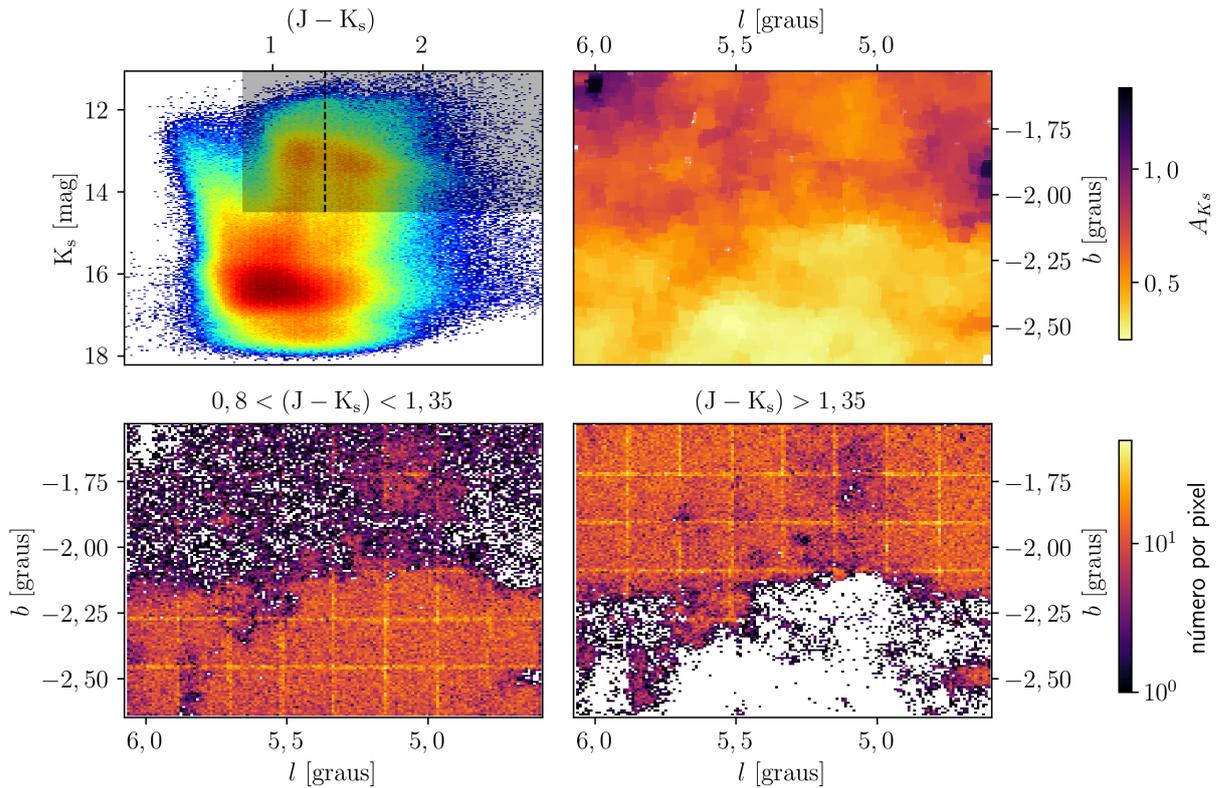


Figura 52 – As duas componentes em cor observadas nas RC do tile b309. No gráfico superior esquerdo temos o DCM do tile b309. As RCs foram selecionadas com um corte em cor  $(J - K_s) > 0,8$  e  $K_s < 14,5$  mag, mostradas na região sombreada. A linha pontilhada marca a região intermediária  $(J - K_s) = 1,35$  entre as duas componentes em cor das RCs. O gráfico superior direito é um recorte do mapa de extinção do tile b309 da Figura 29. Os gráficos inferiores, esquerdo e direito, correspondem às distribuições espaciais das RCs nos tiles para os intervalos de cor  $0,8 < (J - K_s) < 1,35$  e  $(J - K_s) > 1,35$ , respectivamente. O padrão em “xadrez” observado nos painéis inferiores é instrumental, causado por regiões de sobreposição entre os detectores.

*et al.*, 2019). A figura apresenta também a distribuição das distâncias pelos métodos do cálculo da extinção para as RRL, mostrando que os picos das distribuições coincidem entre si. Comparando a distribuição de distâncias das RRL usando os métodos complementares (em cinza/azul) com a distribuição de distâncias apenas usando o BEAM (em vermelho escuro, no gráfico inferior da Figura 53) podemos observar que as distribuições são muito similares, ambas com pico a aproximadamente 8 kpc do Sol.

A distribuição das RRL apresenta também indícios de outras possíveis sobre-densidades. Um possível pico de menor intensidade entre 4 e 5 kpc, e um “ombro” próximo de  $d = 10 - 11$  kpc. As distâncias dessas sobre-densidades parecem coincidir com a de braços espirais: o “Near 3 kpc Arm” na parte frontal do bojo e o “Far 3 kpc Arm” na parte detrás do CG (ver Seção 4.3.4 e Figuras 57 e 58). De maneira a destacar as possíveis sobre-densidades e confirmar se estas são reais, refizemos o histograma

das distâncias das RRL, orientado as contagens na direção da barra central da Galáxia ( $\phi \sim -20^\circ$ ) – orientação aproximada do Near e Far 3 kpc arm em nossa linha de visada (ver Figura 54). Ambas sobredensidades desaparecem nessa distribuição, indicando que estas são um artefato, causadas apenas pela perspectiva.

Minniti *et al.* (2010) mostram que para a distância do centro Galáctico ( $d \sim 8$  kpc) a magnitude aparente de uma RRL, livre de extinção, é aproximadamente  $K_s = 14,3$  mag. Considerando um limite de detecção de  $K_s = 16,0$  para nossas RRL (ver Figura 49), teríamos a capacidade de ter em nossa amostra RRL do centro Galáctico sofrendo com uma extinção de até  $AK_s \sim 1,7$  mag ( $A_V \sim 14$  mag), dentro do que é esperado para esta região. Isso indica que os máximos das distribuições em magnitude (Figura 49) e distância (Figura 53) são reais, provenientes de uma amostra homogênea na banda Ks.

### 4.3.3 RRL e os aglomerados globulares

Aglomerados globulares projetados na direção do bojo Galáctico podem ser usados como marcadores de populações estelares, ajudando (colocando restrições) na construção de modelos da formação e evolução da nossa Galáxia. Por exemplo, no estudo de aglomerados globulares do halo Galáctico se observou uma separação em duas populações de RRL, dividindo os aglomerados em dois grupos: aglomerados com RRL classificadas como Oosterhoff I apresentando período médio de  $P_{ab} \sim 0,55$  d e aglomerados com RRL do tipo Oosterhoff II com período médio de  $P_{ab} \sim 0,65$  d (ver Figura 16; CATELAN, 2009). Há poucos aglomerados na faixa de períodos  $0,58 \leq P_{RRab} \leq 0,62$  d.

Esse comportamento não é observado nas galáxias anãs satélites da Via Láctea, como Fornax, Sagitário e as Nuvens de Magalhães. A ausência dessa lacuna nesses sistemas tem sido utilizada como argumento de que o halo da Via Láctea não poderia ter se formado pela acreção de objetos similares aos atuais satélites da Via Láctea (CATELAN, 2009; CATELAN; SMITH, H. A., 2015). Isso contradiz o principal cenário considerado para a formação do halo Galáctico, o qual prevê o aumento do halo pelo acúmulo de fragmentos protogalácticos menores, não muito diferentes das atuais galáxias anãs esferoidais (dSph: *Dwarf spheroidal galaxy*) satélites da Via Láctea (SEARLE; ZINN, 1978; MACKEY; VAN DEN BERGH, 2005).

Verificamos que seis aglomerados globulares estão presentes nos tiles investigados, a saber: NGC 6540, NGC 6544, NGC 6553, Djorg 2, Terzan 9 e Terzan 10 (veja também a Figura 29; HARRIS, 1996). Dados como coordenadas, distâncias, raios e metalicidade estão presentes na Tabela 6. Um *crossmatch* das coordenadas das RRL identificadas com as coordenadas centrais dos aglomerados globulares, usando como único critério para a seleção das RRL uma projeção no céu dentro de um raio de  $3 \times r_h$  da posição central dos aglomerados (ver Tabela 7). Adicionalmente, também

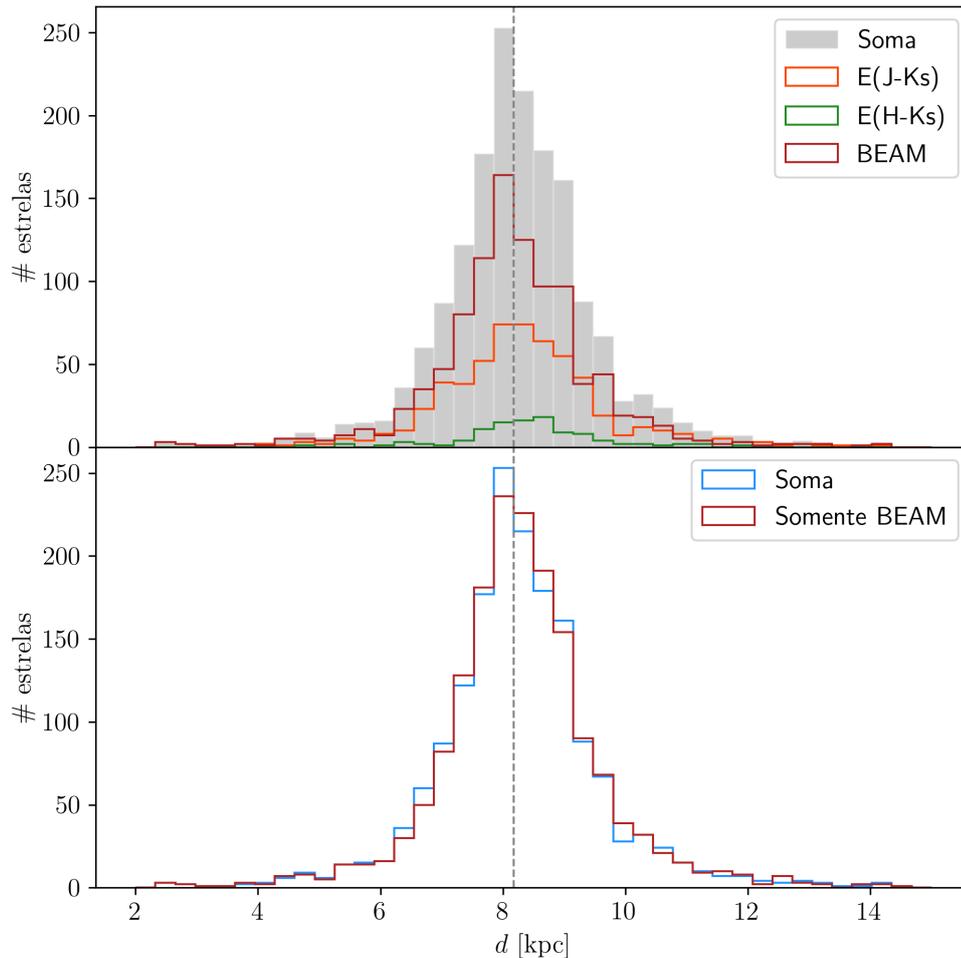


Figura 53 – Histogramas das distâncias (projeção no eixo Sol-CG, ver Apêndice C) das RRL identificadas. Em vermelho temos a distribuição de distâncias das RRL usando o BEAM para o cálculo da extinção. Em laranja e verde usamos as bandas  $J$  e  $H$ , respectivamente, para o cálculo da extinção. Em cinza temos a soma das distribuições. No gráfico inferior temos o contraste entre a distribuição de distâncias calculadas apenas usando o BEAM e a soma das distribuições do gráfico superior. O teste KS ( $s = 0,020$ ,  $p = 0,879$  e  $s_{crit} = 0,056$ ) indica que as duas amostras provêm da mesma distribuição num nível de confiabilidade de 99%.

levantamos as BEs na mesma região dos aglomerados. Exceto por b308-RRL-1259, todas as fontes são variáveis previamente conhecidas (todas pelo OGLE).

Usando a Equação (47), verificamos que apenas as variáveis b308-RRL-1147 ( $\sigma_{rel} = 3,7\%$ ) e b309-RRL-1405 ( $\sigma_{rel} = 18,2\%$ ) apresentaram melhor concordância com as distâncias dos aglomerados catalogados por Harris (1996, ed. 2010).

$$\sigma_{rel} = \frac{|d_{RRL} - d_{Harris}|}{d_{Harris}} \quad (47)$$

Apesar das nossas distâncias das RRL não concordarem com as distâncias dos aglomerados, a localização das RRL nos DCMs (na região do ramo horizontal, Figura 55) e a localização no céu (num raio  $R < 3 \times r_h$ ), sugerem que as RRL podem

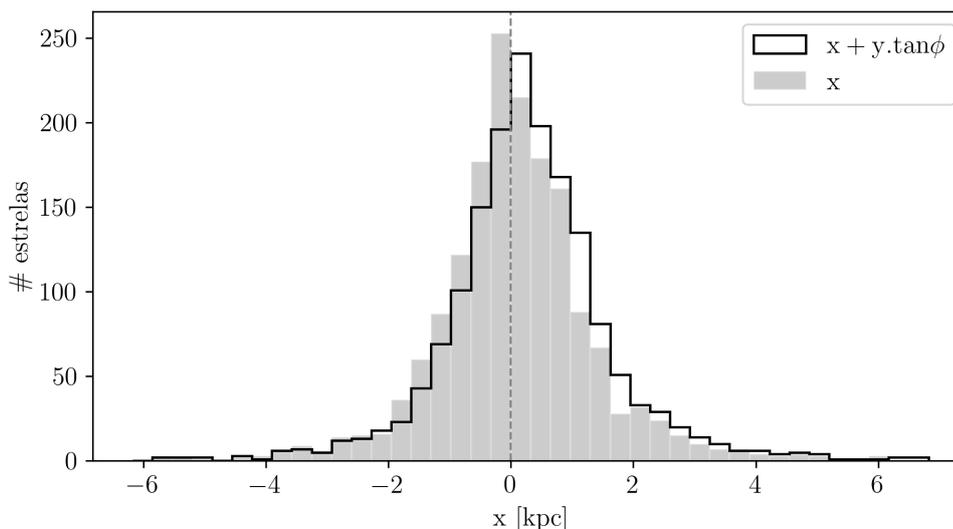


Figura 54 – Histogramas das distâncias ao CG das RRL identificadas (projeção no eixo Sol-CG, ver Apêndice C). Em cinza temos o mesmo histograma da Figura 53 e em preto a distribuição das distâncias ao CG projetadas na direção da barra ( $\phi = -20^\circ$  em relação à linha de visada entre o Sol e o CG).

pertencer aos aglomerados. Esses são os mesmos critérios utilizados por Alonso-García *et al.* (2015) na estimativa da distância até Terzan 10. Usando RRL os autores estimaram a distância até Terzan 10 em  $10,3 \pm 0,2_{est} \pm 0,2_{sist}$  kpc, aproximadamente duas vezes maior que a distância catalogada por Harris (1996, ed. 2010).

Analisando as RRL que identificamos em Terzan 10 chegamos a conclusões muito similares às de Alonso-García *et al.* (2015): 1) As RRL na região de Terzan 10 seguem o vetor de avermelhamento, sugerindo que a extinção varia significativamente através do aglomerado. Além disso, as RRL em latitudes maiores sofrem mais com a extinção que as RRL em latitudes menores. Assim, a extinção através do aglomerado não segue uma lei de extinção padrão como a de Cardelli *et al.* (1989). 2) A RRL b308-RRL-1205 é muito mais brilhante que as demais e portanto deve pertencer a parte frontal (*foreground*) do disco, na mesma linha de visada do aglomerado. É importante salientar que identificamos as mesmas variáveis levantadas por Alonso-García *et al.* (2015), com períodos e magnitudes similares. No entanto, utilizamos a lei de extinção de Cardelli *et al.* (1989), ao invés de Nishiyama *et al.* (2009); bem como as metalicidades obtidas através do período. Alonso-García *et al.* (2015) utilizaram a metalicidade do catálogo de Harris (1996, ed. 2010). Alonso-García *et al.* (2015) também incluíram outras duas RRL que não selecionamos, pois os autores utilizaram um raio maior (5,06 contra os 4,65 minutos de arco que usamos) para a seleção das RRL.

Apesar de nem todas as variáveis possuírem medidas em  $J$ , que nos permitiria verificar se elas não são muito azuis para pertencerem ao aglomerado, as RRL na tabela, com exceção de b309-RRL-1405 e b308-RRL-1205, apresentam magnitu-

Tabela 5 – Distâncias aos aglomerados globulares. As incertezas correspondem aos erros estatísticos e sistemáticos, respectivamente.

Aglomerado	d [kpc]	$\langle P_{RRab} \rangle$ [dias]
NGC 6544	$9,02 \pm 0,70 \pm 0,08$	0,56860
Djorg 2	$9,00 \pm 0,42 \pm 0,22$	0,53203
Terzan 9	7,36 $\pm 0,08$	0,39147
Terzan 10	$10,1 \pm 0,53 \pm 0,20$	0.64245

des aparentes similares (por aglomerado). Da mesma forma que Alonso-García *et al.* (2015), estimamos as distâncias aos aglomerados usando essas RRL (ver Tabela 5). Nossas estimativas indicam que os aglomerados NGC 6544, Djorg 2 e Terzan 10 estão além do CG. Como nenhum aglomerado havia sido encontrado além de 8 kpc (BARBUY *et al.*, 1998), esses podem ser os aglomerados globulares mais distantes já detectados na direção do CG.

As médias dos períodos das RRL nos aglomerados sugerem que NGC 6544 e Djorg 2 pertencem ao tipo Oosterhoff I e Terzan 10 ao tipo Oosterhoff II. Usando a equação de Sarajedini *et al.* (2006) para estimar a metalicidade das RRL a partir do período, também identificamos que as RRL dos aglomerados são mais pobres em metais que as metalicidades atribuídas aos aglomerados (HARRIS, 1996, ed. 2010), entretanto, como discutido anteriormente, a estimativa da metalicidade usando a relação de Sarajedini *et al.* (2006) é incerta.

Também temos algumas BEs nas regiões dos aglomerados. De acordo com a Figura 55, b309-BE-90, em NGC 6544, é a única BE vermelha e que cai sobre a sequência do bojo, indicando que ela pode pertencer ao aglomerado. Com o conhecimento da distância ao aglomerado, os parâmetros da binária podem ser determinados e utilizados para aprimorar estudos de determinação de parâmetros orbitais usando modelos simulados como o PHOEBE (PRŠA; ZWITTER, 2005; PRŠA, 2018; CONROY *et al.*, 2020).

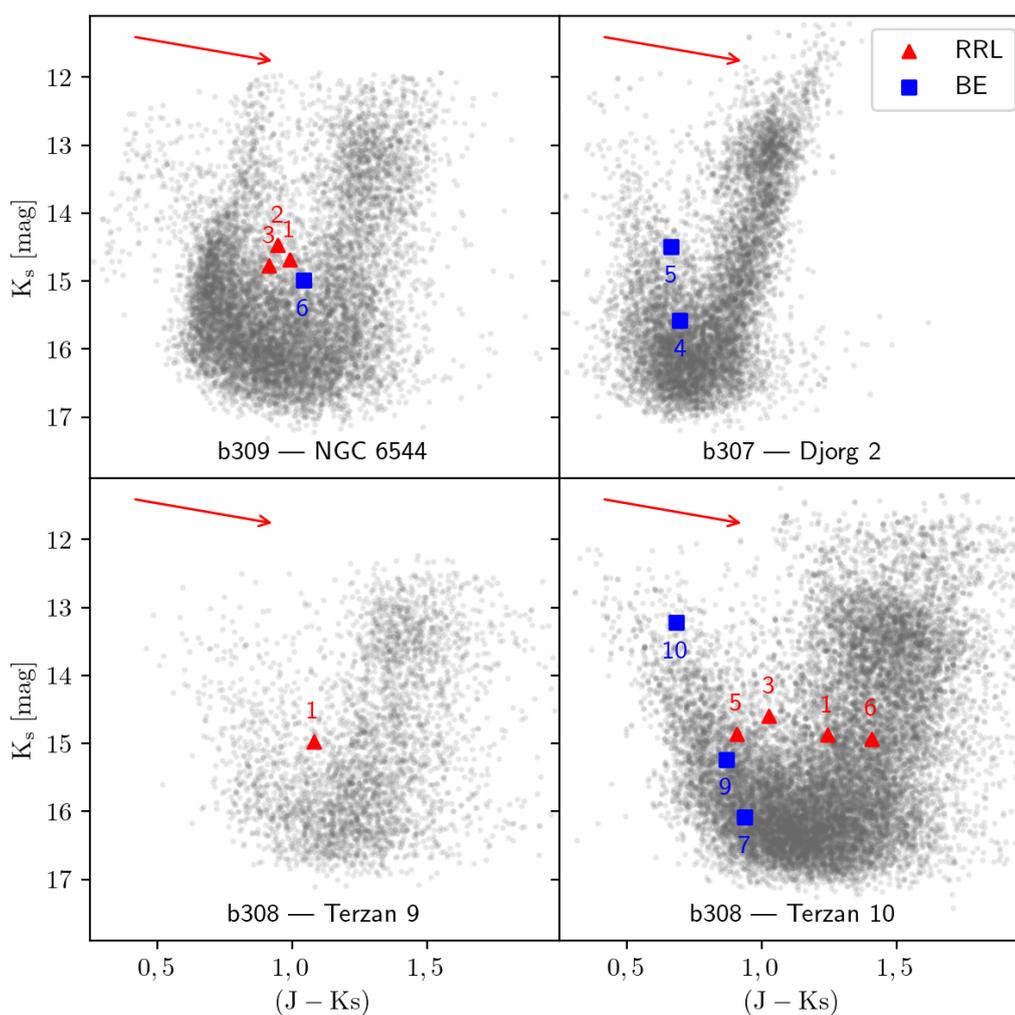


Figura 55 – DCM da região ( $raio < 2 \times r_h$ ) dos aglomerados globulares. As RRL e BEs com medidas em  $J$  estão marcadas com triângulos vermelhos e quadrados azuis, respectivamente. As variáveis também estão numeradas conforme a Tabela 7.

Tabela 6 – Aglomerados Globulares presentes nos tiles estudados (ed. 2010; HARRIS, 1996).  $l$  e  $b$  são as latitudes e longitudes galácticas.  $R_{\text{Sol}}$  é a distância do Sol.  $r_c$  é o raio do núcleo do aglomerado.  $r_h$  é o raio à metade da massa do aglomerado.

Nome	$l$ [graus]	$b$ [graus]	$R_{\text{Sol}}$ [kpc]	$r_c$ [arcmin]	$r_h$ [arcmin]	[Fe/H] [dex]	E(B-V)
NGC 6540	3,29	-3,31	5,3	0,03	—	-1,35	0,66
NGC 6544	5,84	-2,20	3,0	0,05	1,21	-1,40	0,76
NGC 6553	5,26	-3,03	6,0	0,53	1,03	-0,18	0,63
Djorg 2	2,77	-2,50	6,3	0,33	1,05	-0,65	0,94
Terzan 9	3,61	-1,99	7,1	0,03	0,78	-1,05	1,76
Terzan 10	4,49	-1,99	5,8	0,90	1,55	-1,00	2,40

Tabela 7 – *Crossmatch* das RRL e BEs com os aglomerados globulares presentes nos tiles. \*: Extinção obtida do BEAM.

Aglomerado	ID	n	$d$ [kpc]	$l$ [graus]	$b$ [graus]	Sep [N $\times$ $r_h$ ]	Período [dias]	[Fe/H] [dex]	$A_{K_s}$ [mag]	$K_s$ [mag]	$(J - K_s)$	$(H - K_s)$	Tipo
NGC 6544	b309-RRL-1402	(1)	9,850 $\pm$ 0,058	5,8360	-2,1662	1,9	0,64257	-1,98	0,509 $\pm$ 0,013	14,6822 $\pm$ 0,0015	0,991	—	RRL
	b309-RRL-1403	(2)	8,974 $\pm$ 0,099	5,7927	-2,1940	2,3	0,63466	-1,89	0,479 $\pm$ 0,024	14,4705 $\pm$ 0,0018	0,946	0,323	RRL
	b309-RRL-1404	(3)	8,147 $\pm$ 0,079	5,8571	-2,2010	1,0	0,46587	-0,84	0,495 $\pm$ 0,021	14,7748 $\pm$ 0,0025	0,914	0,292	RRL
	b309-RRL-1405	(4)	2,454 $\pm$ 0,078	5,8226	-2,2458	2,2	0,57234	-1,53	0,412 $\pm$ 0,069*	11,7539 $\pm$ 0,0010	—	—	RRL
	b309-RRL-1406	(5)	9,127 $\pm$ 0,176	5,8667	-2,2548	2,9	0,53127	-1,28	0,427 $\pm$ 0,042	14,7422 $\pm$ 0,0016	—	0,287	RRL
	b309-EB-90	(6)	—	5,8464	-2,1576	2,3	0,96191	—	0,583 $\pm$ 0,088*	14,9849 $\pm$ 0,0353	1,041	0,373	EB
Djorg 2	b307-RRL-1063	(1)	9,111 $\pm$ 0,257	2,7430	-2,4852	1,8	0,51507	-1,18	0,254 $\pm$ 0,061*	14,6148 $\pm$ 0,0018	—	—	RRL
	b307-RRL-1064	(2)	9,349 $\pm$ 0,253	2,7607	-2,5008	0,5	0,56382	-1,48	0,268 $\pm$ 0,059*	14,5389 $\pm$ 0,0015	—	—	RRL
	b307-RRL-1065	(3)	8,538 $\pm$ 0,236	2,7667	-2,5122	0,3	0,51721	-1,19	0,271 $\pm$ 0,060*	14,4837 $\pm$ 0,0020	—	—	RRL
	b307-EB-4	(4)	—	2,7560	-2,4619	2,7	0,24978	—	0,252 $\pm$ 0,063*	15,5813 $\pm$ 0,0600	0,697	0,124	EB
	b307-EB-92	(5)	—	2,7513	-2,4586	2,9	0,31898	—	0,247 $\pm$ 0,064*	14,4997 $\pm$ 0,0293	0,665	0,132	EB
	b307-EB-155	(6)	—	2,7929	-2,5251	1,9	0,38424	—	0,271 $\pm$ 0,062*	16,2360 $\pm$ 0,0809	—	—	EB
Terzan 9	b308-RRL-1147	(1)	7,362 $\pm$ 0,079	3,5858	-1,9993	1,6	0,39147	-0,24	0,629 $\pm$ 0,023	14,9697 $\pm$ 0,0023	1,078	0,329	RRL
Terzan 10	b308-RRL-1199	(1)	9,296 $\pm$ 0,573	4,3703	-1,8465	2,1	0,59217	-1,65	0,694 $\pm$ 0,134	14,8734 $\pm$ 0,0021	1,245	0,407	RRL
	b308-RRL-1201	(2)	9,805 $\pm$ 0,440	4,4005	-1,8721	0,9	0,58234	-1,59	0,613 $\pm$ 0,098*	14,9349 $\pm$ 0,0019	—	—	RRL
	b308-RRL-1202	(3)	10,386 $\pm$ 0,339	4,4191	-1,8727	0,4	0,73056	-2,36	0,518 $\pm$ 0,071	14,5994 $\pm$ 0,0023	1,027	0,309	RRL
	b308-RRL-1205	(4)	8,201 $\pm$ 0,359	4,4103	-1,8974	1,4	0,56866	-1,51	0,513 $\pm$ 0,095*	14,4862 $\pm$ 0,0018	—	—	RRL
	b308-RRL-1206	(5)	10,636 $\pm$ 0,087	4,3874	-1,8989	1,9	0,61861	-1,80	0,455 $\pm$ 0,018	14,8571 $\pm$ 0,0019	0,907	0,293	RRL
	b308-RRL-1259	(6)	10,240 $\pm$ 0,086	4,4386	-1,8516	0,8	0,68854	-2,16	0,788 $\pm$ 0,018	14,9341 $\pm$ 0,0019	1,408	0,482	RRL
	b308-EB-2	(7)	—	4,3756	-1,9108	2,5	0,74693	—	0,510 $\pm$ 0,084*	16,0853 $\pm$ 0,0764	0,938	—	EB
	b308-EB-101	(8)	—	4,3569	-1,8304	2,8	0,53175	—	0,656 $\pm$ 0,116*	12,9522 $\pm$ 0,0150	—	—	EB
	b308-EB-245	(9)	—	4,4282	-1,9190	2,2	0,29311	—	0,515 $\pm$ 0,100*	15,2349 $\pm$ 0,0480	0,869	0,293	EB
	b308-EB-261	(10)	—	4,4695	-1,9070	2,5	0,79986	—	0,603 $\pm$ 0,148*	13,2259 $\pm$ 0,0169	0,684	0,235	EB
	b308-EB-307	(11)	—	4,4086	-1,9190	2,2	0,47108	—	0,501 $\pm$ 0,086*	14,5480 $\pm$ 0,0327	—	—	EB

#### 4.3.4 Projeção espacial das RR Lyrae

Usando as decomposições das distâncias apresentadas no Apêndice C ( $d \cdot \cos(b)$  e  $l$ ), projetamos as RRL sobre um plano e construímos um histograma em duas dimensões, Figura 56, mostrando que a distribuição de RRL é esférica em torno do Centro Galáctico (CG), com o número de estrelas crescendo na direção radial ao CG. A grande maioria das RRL estão situadas dentro do bojo, considerando a região de transição do bojo e halo dentro entre 2-3 kpc do CG (NAVARRO *et al.*, 2021). Também temos fracos indícios, entre 11–12 kpc, de um aumento do número de RRL, coincidindo com o braço espiral (*Far 3 kpc arm*; DAME; THADDEUS, 2008). As RRL também não seguem a distribuição das RC, estrelas mais jovens e ricas em metais, que caracterizam a barra e a estrutura em o formato de “X” (pontos vermelho escuro).

Estudos anteriores no infravermelho, utilizando também dados do VVV para *tiles* mais externos do bojo (DÉKÁNY *et al.*, 2013; GRAN *et al.*, 2015, 2016) e do plano Galáctico Sul (MINNITI *et al.*, 2017), também mostraram que as RRL apresentavam indícios de uma distribuição esférica sem descrever a barra ou a estrutura em formato de “X”. Estes resultados são também similares aos obtidos no óptico com o OGLE (SOSZYŃSKI *et al.*, 2019). Isso é consistente com os resultados do levantamento espectroscópico ARGOS, onde apenas estrelas com  $[Fe/H] \gtrsim -0,5$  dex fazem parte da estrutura em formato de caixa (*boxy/peanut bar*) do bojo (NESS *et al.*, 2013).

Dékány *et al.* (2013) usando RRL conhecidas (majoritariamente do OGLE-III) verificou que a distribuição espacial das RRL nas latitudes  $-4,5^\circ < b < -2,5^\circ$  mostraram uma pequena estrutura alongada cobrindo 1 kpc na região mais interna da Galáxia, com inclinação próxima de  $-12,5^\circ$  em relação à linha de visada com o CG. Em contraste, essas RRL no óptico ( $V$  e  $I$  do OGLE-III) mostraram uma estrutura mais alongada com características de uma barra e com uma inclinação maior (PIETRUKOWICZ *et al.*, 2012). Com uma amostra maior, Pietrukowicz *et al.* (2015) mostraram que distribuição espacial das RRL na região central apresenta uma forma de um elipsoide com eixo maior inclinado em aproximadamente  $20^\circ$  com a linha de visada entre o Sol e o CG. Essas estruturas não parecem estar presentes em nossas distribuições espaciais. No entanto, isso pode ser resultado da nossa seleção da área do céu, com dados de apenas um dos quadrantes.

Finalmente, projetamos, nas Figuras 57 e 58, as RRL identificadas sobre o mapa da Via Láctea construído por R. Hurt. As RRL projetadas no plano Galáctico aparentam estar distribuídas esfericamente em torno do centro Galáctico. Há fracos indícios das RRL se posicionarem sobre os braços espirais mais internos (*Far* e *Near 3 kpc arm*). Os aglomerados globulares foram posicionados conforme as distâncias obtidas das RRL, três deles localizados além do CG, um inclusive sobre o *Far 3 kpc arm*.

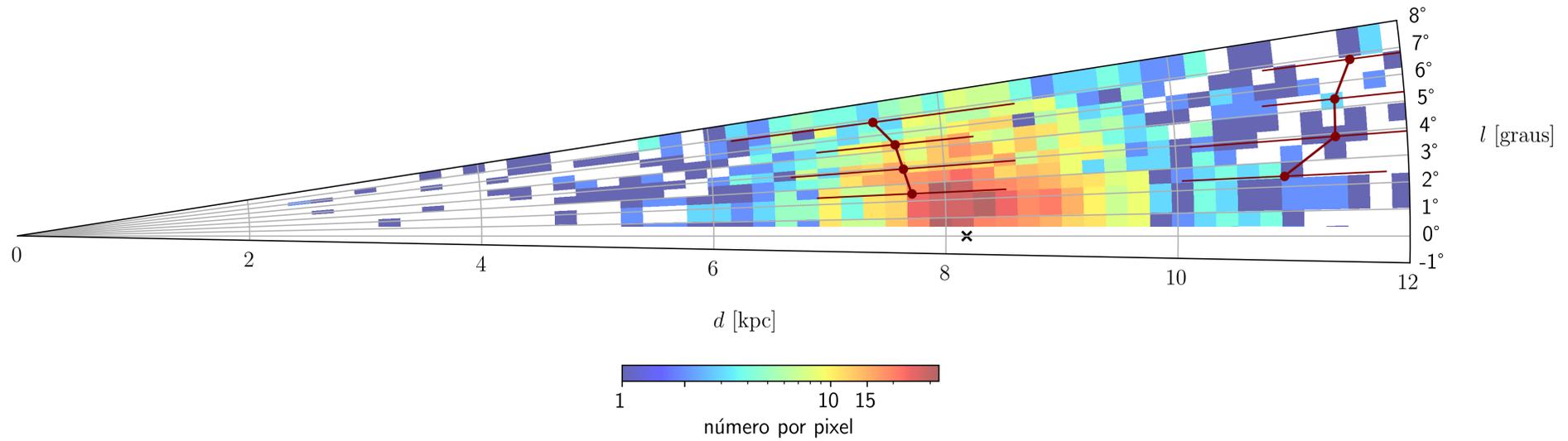


Figura 56 – Vista superior da distribuição espacial das RRL. Os pontos vermelho escuro correspondem ao primeiro e segundo pico das RC nos DCM dos tiles, obtidas conforme descrito no Apêndice D. Usamos a longitude central do tile para posicionar as red clumps. As barras de erro foram estimadas usando a largura meia altura das gaussianas ajustadas. O Sol está na origem e o  $\times$  marca a posição do CG.

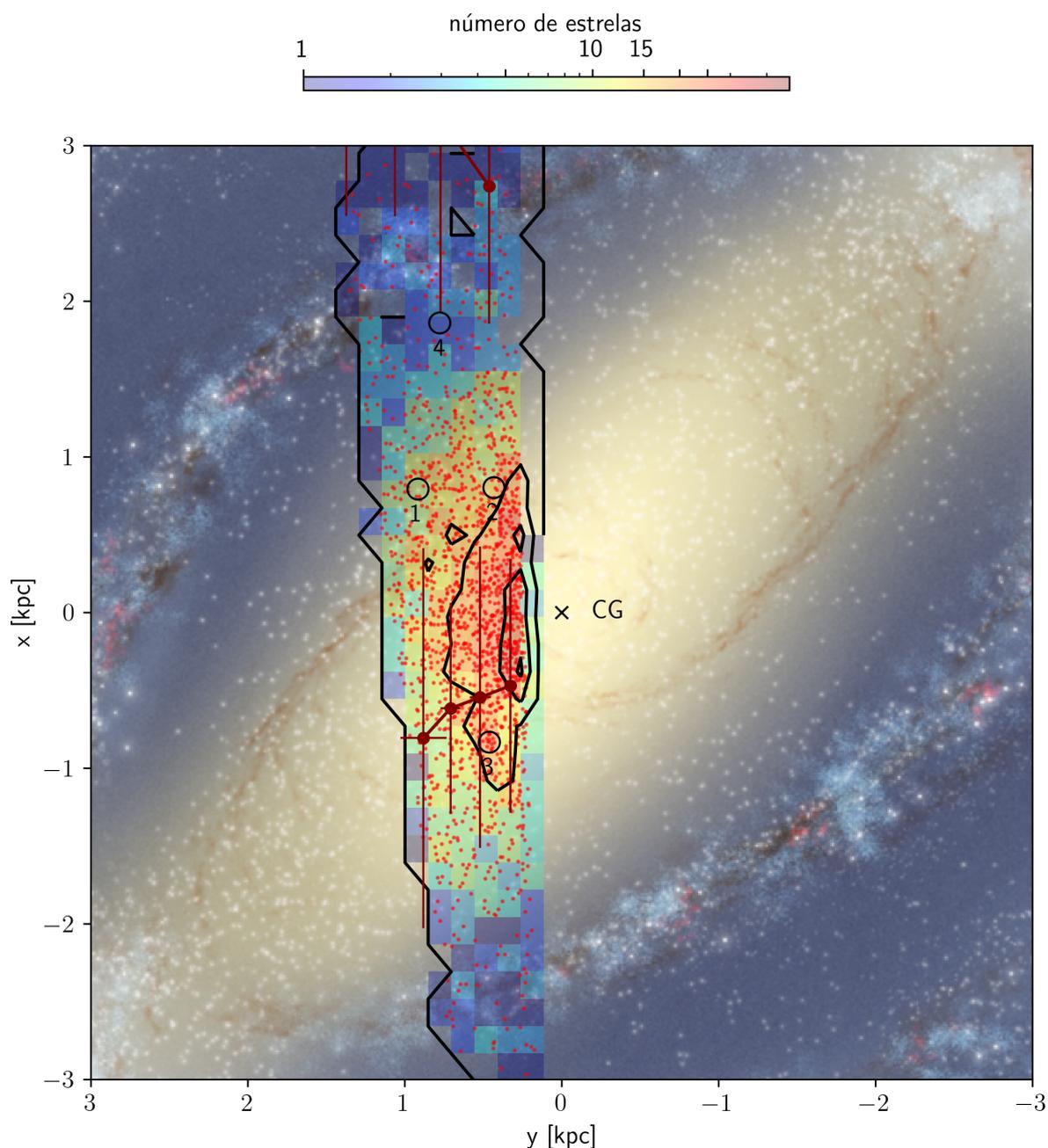


Figura 57 – Projeção das RRL sobre o mapa da Via Láctea. O mapa está projetado em coordenadas cartesianas, onde o plano Galáctico coincide com o plano  $xy$ . As distâncias estão centradas no Centro Galáctico e estão orientadas na linha de visada da Terra com o Centro Galáctico ( $x$  na imagem). Os aglomerados globulares, marcados com pequenos círculos, estão numerados dessa forma: 1: NGC 6544; 2: Djorg 2; 3: Terzan 9; 4: Terzan 10. As linhas pretas demarcam as densidades iguais entre as células. Imagem do fundo: NASA/JPL-Caltech/R. Hurt (SSC/Caltech).

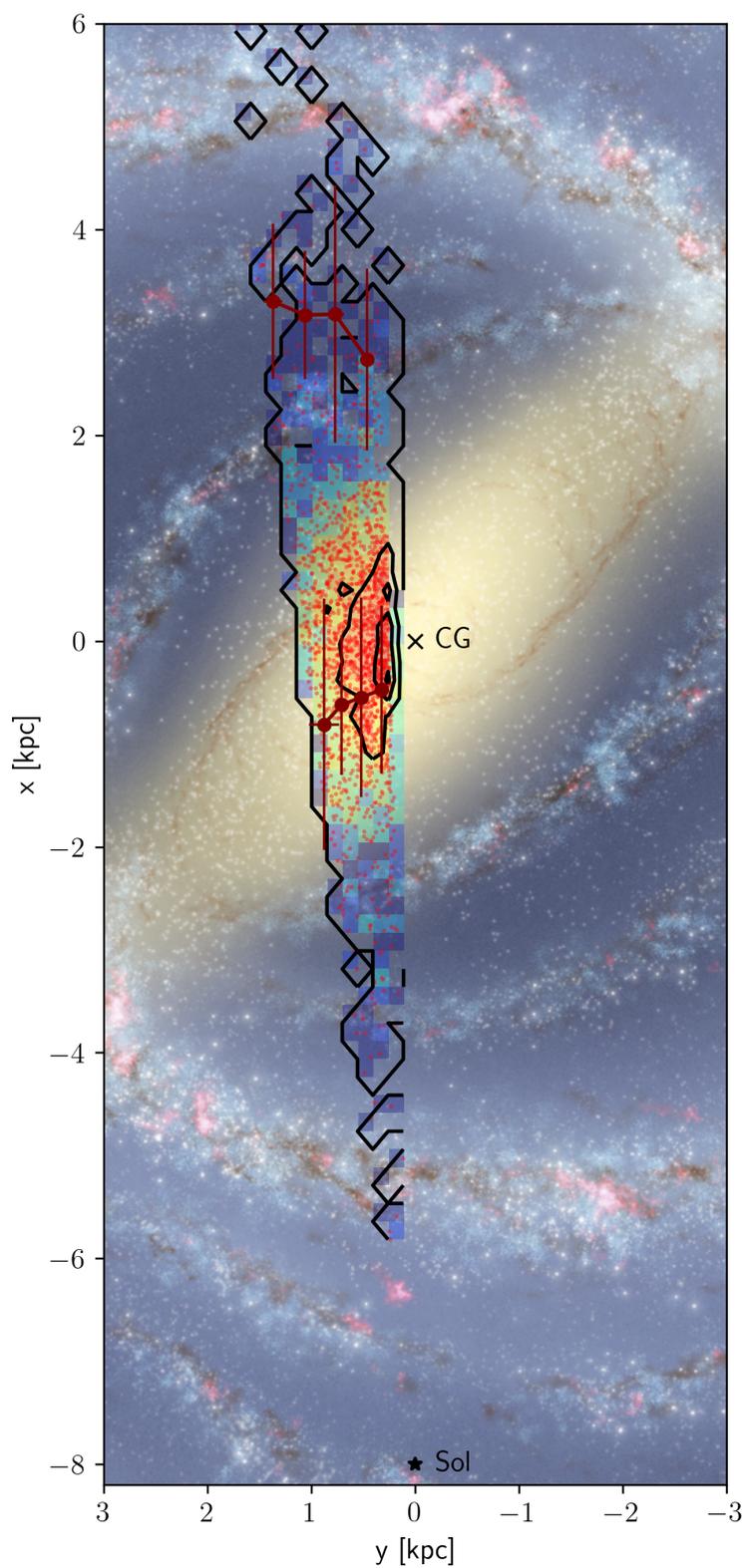


Figura 58 – Mesma Figura 55, porém em uma escala maior, com a posição do Sol na parte inferior.

## 5 CONCLUSÃO

Com o objetivo de investigar estruturas no bojo Galáctico, desenvolvemos uma ferramenta<sup>1</sup> para selecionar e classificar RRL e BEs de curto período em oito tiles na região interna do bojo. Esta ferramenta pode ser usada para explorar os demais tiles do VVV.

Nossa pesquisa foi realizada em direção a uma região do bojo da VL cobrindo uma área total de 13,4 graus quadrados, dentro de  $1,68^\circ < l < 7,53^\circ$  e  $-3,73^\circ < b < -1,44^\circ$ , correspondendo aos tiles b293 a b296 e b307 a b310. Escolhemos esses 8 tiles porque eles possuem o maior número de épocas, envolvem parcialmente a janela de Baade, janela de baixa extinção, bem como regiões de maior extinção, e também porque eles têm dados do OGLE para comparação.

Usando indicador de variabilidade, uma grande amostra de estrelas candidatas a variáveis foi selecionada e submetida a uma busca por variabilidade, usando algoritmos baseados nos métodos de Lomb-Scargle e Phase Dispersion Minimization. Um classificador seleciona BEs de acordo com a particularidade das curvas de luz das binárias EAs - quando observadas com o dobro do período obtido do LSG as EAs apresentam significativa diferença entre os mínimos dos eclipses. As RRL e BEs com curvas de luz simétricas foram classificadas através de inspeção visual das curvas remanescentes. Na identificação das variáveis usamos cortes conservadores no coeficiente de determinação,  $R^2 > 0.6$ , entre as curvas de luz e o ajuste de senos de Fourier.

Nesses oito tiles, classificamos 212 novas BEs e 67 novas RRL, com curvas de luz de alta qualidade. Nossas variáveis estão no intervalo de períodos de 0,2 – 1,0 dia com precisão de  $\gtrsim 98\%$  com base na comparação com as variáveis previamente conhecidas. Os novos objetos não estão uniformemente distribuídos pela área, mas se concentram em regiões onde a extinção é severa, incluindo objetos com alto avermelhamento, de até  $E(J - K_s) = 2$  mag. Essas novas fontes nos dão indícios de que os números de RRL e BEs estão subestimadas nas regiões de alta extinção.

No caso das BEs, essas estão distribuídas principalmente ao longo da parte frontal do disco (*foreground disk*), mas com algumas sobre a região do bojo Galáctico. A ausência de informação no óptico do Gaia DR2 pra as novas BEs mais brilhantes do que  $K_s = 15$  mag apoia este argumento. Essas binárias podem também ser utilizadas, em um trabalho futuro, para determinação de distâncias. Usando modelos simulados como o PHOEBE (PRŠA; ZWITTER, 2005; PRŠA, 2018; CONROY *et al.*, 2020) os parâmetros da binária podem ser determinados, o que nos possibilita usá-las como velas padrão.

Já as RRL parecem seguir uma distribuição esférica em torno do centro Ga-

<sup>1</sup>O código Python está disponível no endereço: <https://github.com/evertonbotan/VVV-RRL-Search>.

lático, seguindo uma distribuição de pico simples, centrada em  $8,23 \pm 0,22$  kpc do Sol, em boa concordância com a estimativa da distância ao centro Galáctico do Gravity Collaboration *et al.* (2019). As RRL não seguem a distribuição das RC, estrelas mais jovens e ricas em metais, que se alinham com a barra e a estrutura em formato de X. Isso também é observado nos levantamentos espectroscópicos, onde apenas as estrelas mais ricas em metais ( $[Fe/H] \gtrsim -0,5$ ) fazem parte da estrutura em formato de X (*boxy/peanut bar*). As diferentes distribuições espaciais das estrelas ricas e pobres em metais sugerem que a Via Láctea possui um bojo composto, com uma componente esférica mais velha. Há, também, um sinal fraco das RRL marcarem os braços espirais *Far* e *Near 3 kpc arms*.

As RRL, no bojo, aparentam ter período médio mais curto que as do halo e de aglomerados globulares similares a  $\omega$  Centauri, que apresentam predominantemente RRL de períodos mais longos, classificadas como Oosterhoff II. Complementarmente, as RRL encontradas majoritariamente caem sobre o locus das RRL do tipo Oosterhoff I no diagrama de Bailey, indicando que nas regiões mais internas do bojo, as RRL são mais ricas em metais.

Para melhor explorar a distribuição de metalicidades das RRL podemos, num trabalho futuro, recalibrar as relações entre os coeficientes de Fourier, dos ajustes de senos às curvas de luz com as metalicidades das RRL, usando estrelas com metalicidade conhecida presentes noutras regiões do VVV e/ou extrapolar a partir do óptico, da intersecção entre as RRL do VVV e do OGLE.

A ausência de detecção das RRc, que possuem períodos mais curtos e menores amplitudes que as RRab, mostra que elas são difíceis de identificar e classificadas no infravermelho próximo, principalmente porque, devido à menor amplitude, elas escapam do indicador de variabilidade e porque suas curvas de luz são particularmente similares às das binárias EW.

Usando os mesmos critérios de Alonso-García *et al.* (2015) encontramos RRL e BEs nas regiões dos aglomerados. Usando as RRL estimamos as distâncias aos aglomerados, colocando três deles além de 8 kpc, um sobre o braço espiral *Far 3 kpc arm*. Esses três, portanto, seriam os aglomerados globulares mais distantes identificados na direção do centro Galáctico.

A completeza e a distribuição espacial das RRL são fundamentais em trabalhos como o de Navarro *et al.* (2021), que buscam obter a distribuição de densidade projetada (no céu) de RRL do CG ao halo. Navarro *et al.* (2021) usaram RRL de diversos catálogos, mas na região mais interna do bojo o único levantamento de RRL é o de Contreras Ramos *et al.* (2018), que catalogaram 960 RRL dentro de um raio de 100 pc do CG. Praticamente toda a região entre  $-1,5^\circ < b < 1^\circ$  (ver Figura 29) é inexplorada, principalmente pela alta extinção ( $E(B-V)/E(J-K_s) \sim 20$ ) no óptico. Nossa análise mostra que o VVV pode penetrar nas regiões mais obscuras, tornando-se uma ferra-

menta útil para a busca de fontes variáveis nas regiões mais internas da Via Láctea. Mesmo com alta extinção, menor número de épocas e sem dados de comparação nossa ferramenta pode ser usada para explorar e identificar um grande número de RRL e BEs nas regiões mais obscurecidas da nossa Galáxia.

Modelos sintéticos como os de Besançon (ROBIN *et al.*, 2003) e Trilegal (GIRARDI *et al.*, 2005; VANHOLLEBEKE *et al.*, 2009; GIRARDI *et al.*, 2012) – assim como modelos de Função Inicial de Massa (IMF) (KROUPA, 2001; CHABRIER, 2003) – dependem de um conhecimento sobre as populações estelares da VL. Inicialmente, o modelo Trilegal (GIRARDI *et al.*, 2005) mostrava grande discrepância em relação aos campos próximos ao centro Galáctico, pois nenhuma componente do bojo havia sido incluída. Algumas populações como RRL e RC são adicionadas posteriormente (VANHOLLEBEKE *et al.*, 2009), a partir dos dados do 2MASS e OGLE-II. Com isso os autores conseguiram construir um modelo da região do bojo mostrando uma barra com escalas 1:0.68:0.31 e ângulo em relação à linha Sol-CG  $\phi = 15^\circ$ . Eles também encontraram a distância ao CG em 8,7 kpc. Esses modelos são baseados em contagens de estrelas e, portanto, recebem uma função para a distribuição de densidades de estrelas para cada região da Galáxia (bojo, disco, halo), as quais podem ser decompostas pelas diferentes populações estelares nas regiões. Nosso trabalho, de levantar e mapear as RRL na região do bojo pode contribuir para o aperfeiçoamento desses modelos, os quais podem levar em conta, além da determinação da distância ao CG, a distribuição das RRL através do bojo.

Fração binária também é um ingrediente desses modelos (incluindo a IMF). Encontramos novas BEs na região interna do bojo. Grande parte da região interna do bojo ainda é inexplorada, e um levantamento das BEs pode ajudar na melhor determinação da fração de binárias usadas nesses modelos.

O principal prosseguimento ao nosso trabalho consiste em estender o método para os demais tiles do VVV, principalmente nas regiões de maior extinção, ainda inexploradas. Também planejamos melhorar alguns pontos, como a estimativa da metalicidade, calibrando as relações entre os coeficientes de Fourier usando metalicidades conhecidas de RRL de outros campos no VVV. Nosso corte arbitrário no coeficiente de correlação também é um ponto a ser melhor investigado, dada a grande quantidade de variáveis periódicas com curvas de luz com  $R^2 < 0,6$ .

## REFERÊNCIAS

- ALARD, C. Another bar in the Bulge. **A&A**, v. 379, p. 144–147, dez. 2001. DOI: 10.1051/0004-6361:20011487. arXiv: astro-ph/0110491 [astro-ph].
- ALARD, C. Evidence for the Sagittarius Dwarf Galaxy at Low Galactic Latitudes. **ApJ**, v. 458, p. 117, fev. 1996. DOI: 10.1086/309917.
- ALCOCK, C. *et al.* The RR Lyrae Population of the Galactic Bulge from the MACHO Database: Mean Colors and Magnitudes. **ApJ**, v. 492, n. 1, p. 190–199, jan. 1998. DOI: 10.1086/305017.
- ALONSO-GARCÍA, Javier; DÉKÁNY, I.; CATELAN, M.; CONTRERAS RAMOS, R.; GRAN, Felipe; AMIGO, Pía; LEYTON, Paul; MINNITI, D. Variable Stars in the VVV Globular Clusters. I. 2MASS-GC 02 and Terzan 10. **AJ**, v. 149, n. 3, 99, p. 99, mar. 2015. DOI: 10.1088/0004-6256/149/3/99. arXiv: 1411.1696 [astro-ph.SR].
- ALONSO-GARCÍA, Javier *et al.* Extinction Ratios in the Inner Galaxy as Revealed by the VVV Survey. **ApJ**, v. 849, n. 1, L13, p. 113, nov. 2017. DOI: 10.3847/2041-8213/aa92c3. arXiv: 1710.04854 [astro-ph.GA].
- ALONSO-GARCÍA, Javier *et al.* Milky Way demographics with the VVV survey. IV. PSF photometry from almost one billion stars in the Galactic bulge and adjacent southern disk. **A&A**, v. 619, A4, a4, out. 2018. DOI: 10.1051/0004-6361/201833432. arXiv: 1808.06139 [astro-ph.GA].
- BAADE, W. A Search For the Nucleus of Our Galaxy. **PASP**, v. 58, n. 343, p. 249–252, ago. 1946. DOI: 10.1086/125835.
- BAILER-JONES, C. A. L.; RYBIZKI, J.; FOUESNEAU, M.; MANTELET, G.; ANDRAE, R. Estimating Distance from Parallaxes. IV. Distances to 1.33 Billion Stars in Gaia Data Release 2. **AJ**, v. 156, n. 2, 58, p. 58, ago. 2018. DOI: 10.3847/1538-3881/aacb21. arXiv: 1804.10121 [astro-ph.SR].
- BAILEY, Solon Irving. A discussion of variable stars in the cluster  $\omega$  Centauri. **Annals of Harvard College Observatory**, v. 38, p. 1, jan. 1902.
- BARBUY, B.; BICA, E.; ORTOLANI, S. Globular clusters within 5(deg) of the Galactic center. **A&A**, v. 333, p. 117–124, mai. 1998.

BÖHM-VITENSE, Erika. **Introduction to Stellar Astrophysics**. [S.l.: s.n.], 1992.

BOTAN, E.; SAITO, R. K.; MINNITI, D.; KANAAN, A.; CONTRERAS RAMOS, R.; FERREIRA, T. S.; GRAMAJO, L. V.; NAVARRO, M. G. Unveiling short-period binaries in the inner VVV bulge. **MNRAS**, v. 504, n. 1, p. 654–666, jun. 2021. DOI: 10.1093/mnras/stab888. arXiv: 2103.16023 [astro-ph.SR].

BRIGHAM, E. Oran. **Fast Fourier Transform and Its Applications**. 1. ed. Universidade de Michigan: Prentice Hall, 1988.

CACCIARI, Carla; CLEMENTINI, Gisella. Globular Cluster Distances from RR Lyrae Stars. In: **Stellar Candles for the Extragalactic Distance Scale**. Edição: Danielle Alloin e Wolfgang Gieren. Berlin, Heidelberg: Springer Berlin Heidelberg, 2003. P. 105–122. ISBN 978-3-540-39882-0. DOI: 10.1007/978-3-540-39882-0\_6. Disponível em: [https://doi.org/10.1007/978-3-540-39882-0\\_6](https://doi.org/10.1007/978-3-540-39882-0_6).

CAPUZZO-DOLCETTA, Roberto. The Evolution of the Globular Cluster System in a Triaxial Galaxy: Can a Galactic Nucleus Form by Globular Cluster Capture? **ApJ**, v. 415, p. 616, out. 1993. DOI: 10.1086/173189. arXiv: astro-ph/9301006 [astro-ph].

CARDELLI, Jason A.; CLAYTON, Geoffrey C.; MATHIS, John S. The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction. **ApJ**, v. 345, p. 245, out. 1989. DOI: 10.1086/167900.

CARPENTER, John M.; HILLENBRAND, Lynne A.; SKRUTSKIE, M. F. Near-Infrared Photometric Variability of Stars toward the Orion A Molecular Cloud. **AJ**, v. 121, n. 6, p. 3160–3190, jun. 2001. DOI: 10.1086/321086. arXiv: astro-ph/0102446 [astro-ph].

CARRETTA, E.; GRATTON, R. G. Abundances for globular cluster giants. I. Homogeneous metallicities for 24 clusters. **A&AS**, v. 121, p. 95–112, jan. 1997. DOI: 10.1051/aas:1997116. arXiv: astro-ph/9607078 [astro-ph].

CATELAN, M. Horizontal branch stars: the interplay between observations and theory, and insights into the formation of the Galaxy. **Ap&SS**, v. 320, p. 261–309, abr. 2009. DOI: 10.1007/s10509-009-9987-8. arXiv: astro-ph/0507464 [astro-ph].

CATELAN, M. The Evolutionary Status of M3 RR Lyrae Variable Stars: Breakdown of the Canonical Framework? **ApJ**, v. 600, n. 1, p. 409–418, jan. 2004. DOI: 10.1086/379657. arXiv: astro-ph/0309188 [astro-ph].

- CATELAN, M.; PRITZL, Barton J.; SMITH, H. A. The RR Lyrae Period-Luminosity Relation. I. Theoretical Calibration. **ApJS**, v. 154, n. 2, p. 633–649, out. 2004. DOI: 10.1086/422916. arXiv: astro-ph/0406067 [astro-ph].
- CATELAN, M.; SMITH, H. A. **Pulsating Stars**. [S.l.: s.n.], 2015.
- CHABRIER, Gilles. Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. **PASP**, v. 115, n. 809, p. 763–795, jul. 2003. DOI: 10.1086/376392. arXiv: astro-ph/0304382 [astro-ph].
- CHAMBERS, K. C. *et al.* The Pan-STARRS1 Surveys. **arXiv e-prints**, arXiv:1612.05560, arxiv:1612.05560, dez. 2016. arXiv: 1612.05560 [astro-ph.IM].
- CHURCHWELL, Ed *et al.* The Spitzer/GLIMPSE Surveys: A New View of the Milky Way. **PASP**, v. 121, n. 877, p. 213, mar. 2009. DOI: 10.1086/597811.
- COLLINGE, Matthew J.; SUMI, Takahiro; FABRYCKY, Daniel. Catalog of Fundamental-Mode RR Lyrae Stars in the Galactic Bulge from the Optical Gravitational Lensing Experiment. **ApJ**, v. 651, n. 1, p. 197–210, nov. 2006. DOI: 10.1086/507407. arXiv: astro-ph/0601137 [astro-ph].
- CONROY, Kyle E.; KOCHOSKA, Angela; HEY, Daniel; PABLO, Herbert; HAMBLETON, Kelly M.; JONES, David; GIAMMARCO, Joseph; ABDUL-MASIH, Michael; PRŠA, A. Physics of Eclipsing Binaries. V. General Framework for Solving the Inverse Problem. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, American Astronomical Society, v. 250, n. 2, p. 34, out. 2020. DOI: 10.3847/1538-4365/abb4e2. Disponível em: <https://doi.org/10.3847/1538-4365/abb4e2>.
- CONTRERAS RAMOS, R.; MINNITI, D.; GRAN, Felipe; ZOCCALI, Manuela; ALONSO-GARCÍA, Javier; HUIJSE, Pablo; NAVARRO, María Gabriela; ROJAS-ARRIAGADA, álvaro; VALENTI, Elena. The VVV Survey RR Lyrae Population in the Galactic Center Region. **ApJ**, v. 863, n. 1, p. 79, ago. 2018. DOI: 10.3847/1538-4357/aacf90. arXiv: 1807.04303 [astro-ph.GA].
- CONTRERAS RAMOS, R. *et al.* Proper motions in the VVV Survey: Results for more than 15 million stars across NGC 6544. **A&A**, v. 608, A140, a140, dez. 2017. DOI: 10.1051/0004-6361/201731462. arXiv: 1709.07919 [astro-ph.GA].

- COUPER, H. Who Discovered the Galaxy - Presidential Address - 1985. **Journal of the British Astronomical Association**, v. 96, p. 284, ago. 1986.
- CURTIS, Heber D. Novae in the Spiral Nebulae and the Island Universe Theory. **PASP**, v. 29, n. 171, p. 206–207, out. 1917. DOI: 10.1086/122632.
- DAME, T. M.; THADDEUS, P. A New Spiral Arm of the Galaxy: The Far 3 kpc Arm. **ApJ**, v. 683, n. 2, p. 1143, ago. 2008. DOI: 10.1086/591669. arXiv: 0807.1752 [astro-ph].
- DE LEE, Nathan. **Exploring the Milky Way halo with SDSS-II SN survey RR Lyrae stars**. Jan. 2008. Tese (Doutorado) – Michigan State University.
- DEBOSSCHER, J.; SARRO, L. M.; AERTS, C.; CUYPERS, J.; VANDENBUSSCHE, B.; GARRIDO, R.; SOLANO, E. Automated supervised classification of variable stars. I. Methodology. **A&A**, v. 475, n. 3, p. 1159–1183, dez. 2007. DOI: 10.1051/0004-6361:20077638.
- DÉKÁNY, I. A First View on RR Lyrae Stars in VVV. *In: SCIENCE from the Next Generation Imaging and Spectroscopic Surveys. [S.l.: s.n.]*, out. 2012. 17, p. 17.
- DÉKÁNY, I.; MINNITI, D.; CATELAN, M.; ZOCCALI, M.; SAITO, R. K.; HEMPEL, M.; GONZALEZ, O. A. VVV Survey Near-infrared Photometry of Known Bulge RR Lyrae Stars: The Distance to the Galactic Center and Absence of a Barred Distribution of the Metal-poor Population. **ApJ**, v. 776, n. 2, L19, p. 119, out. 2013. DOI: 10.1088/2041-8205/776/2/L19. arXiv: 1309.5933 [astro-ph.GA].
- DRIMMEL, R. Evidence for a two-armed spiral in the Milky Way. **A&A**, v. 358, p. 113–116, jun. 2000. arXiv: astro-ph/0005241 [astro-ph].
- ELMEGREEN, B. M. Spiral Structure of the Milky Way and External Galaxies. *In: VAN WOERDEN, Hugo; ALLEN, Ronald J.; BURTON, W. Butler (Ed.). The Milky Way Galaxy*. Dordrecht: Springer Netherlands, 1985. P. 255–272.
- EYER, L.; BARTHOLDI, P. Variable stars: Which Nyquist frequency? **A&AS**, v. 135, p. 1–3, fev. 1999.
- FEAST, Michael W.; ABEDIGAMBA, Oyirwoth P.; WHITELOCK, Patricia A. Is there a metallicity gradient in the Large Magellanic Cloud? **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters**, v. 408, n. 1, p. 176–179, out. 2010. ISSN 1745-3925.

DOI: 10.1111/j.1745-3933.2010.00933.x. eprint: <https://academic.oup.com/mnrasl/article-pdf/408/1/L76/3269567/408-1-L76.pdf>.  
Disponível em: <https://doi.org/10.1111/j.1745-3933.2010.00933.x>.

FERREIRA LOPES, C E *et al.* The VISTA Variables in the Vía Láctea infrared variability catalogue (VIVA-I). **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 496, n. 2, p. 1730–1756, jun. 2020. ISSN 0035-8711. DOI: 10.1093/mnras/staa1352. eprint: <https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/496/2/1730/33483652/staa1352.pdf>. Disponível em: <https://doi.org/10.1093/mnras/staa1352>.

FERREIRA LOPES, C. E.; CROSS, N. J. G. New insights into time series analysis. II - Non-correlated observations. **A&A**, v. 604, A121, a121, ago. 2017. DOI: 10.1051/0004-6361/201630109. arXiv: 1611.07838 [astro-ph.IM].

FERREIRA LOPES, C. E.; CROSS, N. J. G. New insights into time series analysis - I. Correlated observations. **A&A**, v. 586, a36, 2016. DOI: 10.1051/0004-6361/201526733. Disponível em: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201526733>.

GEORGELIN, Y. M.; GEORGELIN, Y. P. The spiral structure of our Galaxy determined from H II regions. **A&A**, v. 49, p. 57–79, mai. 1976.

GIRARDI, L.; BARBIERI, Mauro; GROENEWEGEN, Martin A. T.; MARIGO, Paola; BRESSAN, Alessandro; ROCHA-PINTO, Helio J.; SANTIAGO, Basílio X.; CAMARGO, Julio I. B.; DA COSTA, Luiz N. TRILEGAL, a TRIdimensional model of the GALaxy: Status and Future. **Astrophysics and Space Science Proceedings**, v. 26, p. 165, jan. 2012. DOI: 10.1007/978-3-642-18418-5\_17.

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. **A&A**, v. 436, n. 3, p. 895–915, jun. 2005. DOI: 10.1051/0004-6361:20042352. arXiv: astro-ph/0504047 [astro-ph].

GONZALEZ, O. A.; REJKUBA, M.; ZOCCALI, M.; VALENT, E.; MINNITI, D.; TOBAR, R. Reddening and metallicity maps of the Milky Way bulge from VVV and 2MASS. III. The first global photometric metallicity map of the Galactic bulge. **A&A**, v. 552, A110, a110, abr. 2013. DOI: 10.1051/0004-6361/201220842. arXiv: 1302.0243 [astro-ph.GA].

- GONZALEZ, O. A.; REJKUBA, M.; ZOCCALI, M.; VALENTI, E.; MINNITI, D. Reddening and metallicity maps of the Milky Way bulge from VVV and 2MASS. I. The method and minor axis maps. **A&A**, v. 534, A3, a3, out. 2011. DOI: 10.1051/0004-6361/201117601. arXiv: 1107.5496 [astro-ph.GA].
- GONZALEZ, O. A.; REJKUBA, M.; ZOCCALI, M.; VALENTI, E.; MINNITI, D.; SCHULTHEIS, M.; TOBAR, R.; CHEN, B. Reddening and metallicity maps of the Milky Way bulge from VVV and 2MASS. II. The complete high resolution extinction map and implications for Galactic bulge studies. **A&A**, v. 543, A13, a13, jul. 2012. DOI: 10.1051/0004-6361/201219222. arXiv: 1204.4004 [astro-ph.GA].
- GRAMAJO, L. V.; PALMA, T.; MINNITI, D.; SAITO, R. K.; CLARÍA, J.J.; KAMMERS, R.; SUROT, F. A hundred new eclipsing binary system candidates studied in a near-infrared window in the VVV survey. Submitted. [S./], 2020.
- GRAN, F.; MINNITI, D.; SAITO, R. K.; NAVARRETE, C.; DÉKÁNY, I.; MCDONALD, I.; CONTRERAS RAMOS, R.; CATELAN, M. Bulge RR Lyrae stars in the VVV tile b201. **A&A**, v. 575, A114, a114, mar. 2015. DOI: 10.1051/0004-6361/201424333. arXiv: 1501.00947 [astro-ph.SR].
- GRAN, F. *et al.* Mapping the outer bulge with RRab stars from the VVV Survey. **A&A**, v. 591, A145, a145, jul. 2016. DOI: 10.1051/0004-6361/201527511. arXiv: 1604.01336 [astro-ph.GA].
- GRAVITY COLLABORATION *et al.* A geometric distance measurement to the Galactic center black hole with 0.3% uncertainty. **A&A**, v. 625, L10, p. l10, mai. 2019. DOI: 10.1051/0004-6361/201935656. arXiv: 1904.05721 [astro-ph.GA].
- HARRIS, William E. A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way. **AJ**, v. 112, p. 1487, out. 1996. DOI: 10.1086/118116.
- HASCHKE, Raoul; GREBEL, Eva K.; FREBEL, Anna; DUFFAU, Sonia; HANSEN, Camilla J.; KOCH, Andreas. Chemical Abundances of Metal-poor RR Lyrae Stars in the Magellanic Clouds. **AJ**, v. 144, n. 3, 88, p. 88, set. 2012. DOI: 10.1088/0004-6256/144/3/88. arXiv: 1206.4999 [astro-ph.SR].
- HEŁMINIAK, K.; DEVOR, J.; MINNITI, D.; SYBILSKI, Piotr. Tracing the structure of the Milky Way with detached eclipsing binaries from the VVV survey - I. The method and

initial results. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 432, abr. 2013. DOI: 10.1093/mnras/stt675.

HOSKIN, M. A. The 'Great Debate': What Really Happened. **Journal for the History of Astronomy**, v. 7, p. 169, jan. 1976. DOI: 10.1177/002182867600700302.

HOSKIN, Michael. The Milky Way from Antiquity to Modern Times. *In*: VAN WOERDEN, Hugo; ALLEN, Ronald J.; BURTON, W. Butler (Ed.). **The Milky Way Galaxy**. Dordrecht: Springer Netherlands, 1985. P. 11–24.

HOU, L. G.; HAN, J. L. The observed spiral structure of the Milky Way. **A&A**, v. 569, A125, a125, set. 2014. DOI: 10.1051/0004-6361/201424039. arXiv: 1407.7331 [astro-ph.GA].

HOU, L. G.; HAN, J. L.; SHI, W. B. The spiral structure of our Milky Way Galaxy. **A&A**, v. 499, n. 2, p. 473–482, mai. 2009. DOI: 10.1051/0004-6361/200809692. arXiv: 0903.0721 [astro-ph.GA].

HÜTTEMEISTER, S. The Galactic Black Hole. *In*: edição: H. Falcke e F. W. Hehl. Bristol e Philadelphia: IOP Publishing, 2003. The Milky Way: structure, constituents and evolution.

JURCSIK, J.; KOVACS, G. Determination of [Fe/H] from the light curves of RR Lyrae stars. **A&A**, v. 312, p. 111–120, ago. 1996.

KALLRATH, J.; MILONE, Eugene F. **Eclipsing Binary Stars: Modeling and Analysis**. [*S.l.*: *s.n.*], 2009. DOI: 10.1007/978-1-4419-0699-1.

KOEN, Chris. The Nyquist frequency for irregularly spaced time-series: a calculation formula. **MNRAS**, v. 371, n. 3, p. 1390–1394, ago. 2006.

KOVACS, G.; ZSOLDOS, E. A new method for the determination of [Fe/H] in RR Lyrae stars. **A&A**, v. 293, p. 157–160, jan. 1995.

KROUPA, Pavel. On the variation of the initial mass function. **MNRAS**, v. 322, n. 2, p. 231–246, abr. 2001. DOI: 10.1046/j.1365-8711.2001.04022.x. arXiv: astro-ph/0009005 [astro-ph].

KUIPER, G. P. The Empirical Mass-Luminosity Relation. **ApJ**, v. 88, p. 472, nov. 1938. DOI: 10.1086/143999.

KUNDER, Andrea; STETSON, Peter B.; CATELAN, M.; WALKER, Alistair R.; AMIGO, Pía. Variable Stars in the Globular Cluster NGC 2808. **AJ**, v. 145, n. 2, 33, p. 33, fev. 2013. DOI: 10.1088/0004-6256/145/2/33. arXiv: 1211.5147 [astro-ph.SR].

LAYDEN, Andrew C. The Metallicities and Kinematics of RR Lyrae Variables III. On the Production of Metal-Rich RR Lyrae Stars. **AJ**, v. 110, p. 2312, nov. 1995. DOI: 10.1086/117691.

LAYDEN, Andrew C. The Metallicities and Kinematics of RR Lyrae Variables. I. New Observations of Local Stars. **AJ**, v. 108, p. 1016, set. 1994. DOI: 10.1086/117132.

LEAVITT, Henrietta S.; PICKERING, Edward C. Periods of 25 Variable Stars in the Small Magellanic Cloud. **Harvard College Observatory Circular**, v. 173, p. 1–3, mar. 1912.

LEE, Jong Hwan; HWANG, Narae; LEE, Myung Gyoon. H II Region Luminosity Function of the Interacting Galaxy M51. **ApJ**, v. 735, n. 2, 75, p. 75, jul. 2011. DOI: 10.1088/0004-637X/735/2/75. arXiv: 1104.3669 [astro-ph.CO].

LOMB, N. R. Least-Squares Frequency Analysis of Unequally Spaced Data. **Ap&SS**, v. 39, n. 2, p. 447–462, fev. 1976. DOI: 10.1007/BF00648343.

LONGMORE, A. J.; FERNLEY, J. A.; JAMESON, R. F. RR Lyrae stars in globular clusters : better distances from infrared measurements ? **MNRAS**, v. 220, p. 279–287, mai. 1986. DOI: 10.1093/mnras/220.2.279.

LÓPEZ-CORREDOIRA, M.; CABRERA-LAVERS, A.; MAHONEY, T. J.; HAMMERSLEY, P. L.; GARZÓN, F.; GONZÁLEZ-FERNÁNDEZ, C. The Long Bar in the Milky Way: Corroboration of an Old Hypothesis. **AJ**, v. 133, n. 1, p. 154–161, jan. 2007. DOI: 10.1086/509605. arXiv: astro-ph/0606201 [astro-ph].

LUCAS, P. W. *et al.* The UKIDSS Galactic Plane Survey. **MNRAS**, v. 391, n. 1, p. 136–163, nov. 2008. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2008.13924.x. arXiv: 0712.0100 [astro-ph].

MACKEY, A. D.; VAN DEN BERGH, Sidney. The properties of Galactic globular cluster subsystems. **MNRAS**, v. 360, n. 2, p. 631–645, jun. 2005. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2005.09080.x. arXiv: astro-ph/0504142 [astro-ph].

MAURO, F.; MONI BIDIN, C.; CHENÉ, A. -N.; GEISLER, D.; ALONSO-GARCÍA, J.; BORISSOVA, J.; CARRARO, G. The VVV-SkZ\_pipeline: an automatic PSF-fitting photometric pipeline for the VVV survey. **Rev. Mex. Astron. Astrofis.**, v. 49, p. 189–207, out. 2013. arXiv: 1303.1824 [astro-ph.IM].

MCNAMARA, D. H. The Absolute Magnitudes of the RR Lyrae Stars. **PASP**, v. 109, p. 857–867, ago. 1997. DOI: 10.1086/133956.

MEDINA, N. *et al.* An Automated Tool to Detect Variable Sources in the Vista Variables in the Vía Láctea Survey: The VVV Variables ( $V^4$ ) Catalog of Tiles d001 and d002. **ApJ**, v. 864, n. 1, 11, p. 11, set. 2018. DOI: 10.3847/1538-4357/aacc65. arXiv: 1806.04061 [astro-ph.SR].

MINNITI, D.; CONTRERAS RAMOS, R.; ZOCCALI, Manuela; REJKUBA, Marina; GONZALEZ, Oscar A.; VALENTI, Elena; GRAN, Felipe. Discovery of RR Lyrae Stars in the Nuclear Bulge of the Milky Way. **ApJ**, v. 830, n. 1, L14, p. l14, out. 2016. DOI: 10.3847/2041-8205/830/1/L14. arXiv: 1610.04689 [astro-ph.GA].

MINNITI, D.; SAITO, R. K.; ALONSO-GARCÍA, J.; LUCAS, P. W.; HEMPEL, M. The Edge of the Milky Way Stellar Disk Revealed Using Clump Giant Stars as Distance Indicators. **ApJ**, v. 733, n. 2, L43, p. l43, jun. 2011. DOI: 10.1088/2041-8205/733/2/L43. arXiv: 1105.3151 [astro-ph.GA].

MINNITI, D.; ZOCCALI, Manuela. The Galactic bulge: a review. *In*: BUREAU, Martin; ATHANASSOULA, E.; BARBUY, Beatriz (Ed.). **Formation and Evolution of Galaxy Bulges**. [S.l.: s.n.], jul. 2008. P. 323–332. DOI: 10.1017/S1743921308018048. arXiv: 0710.3104 [astro-ph].

MINNITI, D. *et al.* Characterization of the VVV Survey RR Lyrae Population across the Southern Galactic Plane. **AJ**, v. 153, n. 4, 179, p. 179, abr. 2017. DOI: 10.3847/1538-3881/aa5be4. arXiv: 1703.01711 [astro-ph.GA].

MINNITI, D. *et al.* Milky Way demographics with the VVV survey. III. Evidence for a great dark lane in the 157 million star bulge color-magnitude diagram. **A&A**, v. 571,

- A91, a91, nov. 2014. DOI: 10.1051/0004-6361/201424056. arXiv: 1409.5836 [astro-ph.GA].
- MINNITI, D. *et al.* VISTA Variables in the Via Lactea (VVV): The public ESO near-IR variability survey of the Milky Way. **New Astron.**, v. 15, n. 5, p. 433–443, jul. 2010. DOI: 10.1016/j.newast.2009.12.002. arXiv: 0912.1056 [astro-ph.GA].
- MONTENEGRO, Katherine; MINNITI, D.; ALONSO-GARCÍA, Javier; HEMPEL, Maren; SAITO, R. K.; BEERS, Timothy C.; BROWN, David. VVV Survey of Blue Horizontal Branch Stars in the Bulge-Halo Transition Region of the Milky Way. **ApJ**, v. 872, n. 2, 206, p. 206, fev. 2019. DOI: 10.3847/1538-4357/aae379. arXiv: 1810.00316 [astro-ph.SR].
- MORGAN, Siobahn M. Revision of the  $[Fe/H] - \varphi_{31} - P$  relationship for RRc variables. *In*: GUZIK, Joyce A.; CHAPLIN, William J.; HANDLER, Gerald; PIGULSKI, Andrzej (Ed.). **Precision Asteroseismology**. [S.l.: s.n.], fev. 2014. P. 461–462. DOI: 10.1017/S1743921313015056.
- MORGAN, Siobahn M.; WAHL, Jennifer N.; WIECKHORST, Rachel M.  $[Fe/H]$  relations for c-type RR Lyrae variables based upon Fourier coefficients. **MNRAS**, v. 374, n. 4, p. 1421–1426, fev. 2007. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2006.11247.x. arXiv: astro-ph/0506348 [astro-ph].
- MURAVEVA, T.; PALMER, M.; CLEMENTINI, G.; LURI, X.; CIONI, M. -R. L.; MORETTI, M. I.; MARCONI, M.; RIPEPI, V.; RUBELE, S. New Near-infrared Period-Luminosity-Metallicity Relations for RR Lyrae Stars and the Outlook for Gaia. **ApJ**, v. 807, n. 2, 127, p. 127, jul. 2015. DOI: 10.1088/0004-637X/807/2/127. arXiv: 1505.06001 [astro-ph.SR].
- NATAF, David M. *et al.* The X-shaped Milky Way bulge in OGLE-III photometry and in N-body models. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 447, n. 2, p. 1535–1549, dez. 2014. ISSN 0035-8711. DOI: 10.1093/mnras/stu2497. eprint: <https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/447/2/1535/8094025/stu2497.pdf>. Disponível em: <https://doi.org/10.1093/mnras/stu2497>.
- NAVARRETE, C.; CATELAN, M.; CONTRERAS RAMOS, R.; ALONSO-GARCÍA, J.; GRAN, F.; DÉKÁNY, I.; MINNITI, D. Near-IR period-luminosity relations for pulsating stars in  $\omega$  Centauri (NGC 5139). **A&A**, v. 604, A120, a120, ago. 2017. DOI: 10.1051/0004-6361/201630102. arXiv: 1704.03031 [astro-ph.SR].

NAVARRETE, C. *et al.* Updated census of RR Lyrae stars in the globular cluster  $\omega$  Centauri (NGC 5139). **A&A**, v. 577, A99, a99, mai. 2015. DOI: 10.1051/0004-6361/201424838. arXiv: 1501.02286 [astro-ph.SR].

NAVARRO, María Gabriela; MINNITI, D.; CAPUZZO-DOLCETTA, Roberto; ALONSO-GARCÍA, Javier; CONTRERAS RAMOS, R.; MAJAESS, Daniel; RIPEPI, Vincenzo. The RR Lyrae projected density distribution from the Galactic centre to the halo. **A&A**, v. 646, A45, a45, fev. 2021. DOI: 10.1051/0004-6361/202038463. arXiv: 2010.06603 [astro-ph.SR].

NAVARRO, María Gabriela; MINNITI, D.; CONTRERAS RAMOS, R. VVV Survey Microlensing Events in the Galactic Center Region. **ApJ**, v. 851, n. 1, L13, p. l13, dez. 2017. DOI: 10.3847/2041-8213/aa9b29. arXiv: 1712.07667 [astro-ph.SR].

NESS, M.; LANG, Dustin. The X-shaped Bulge of the Milky Way Revealed by WISE. **AJ**, v. 152, n. 1, 14, p. 14, jul. 2016. DOI: 10.3847/0004-6256/152/1/14. arXiv: 1603.00026 [astro-ph.GA].

NESS, M. *et al.* ARGOS - III. Stellar populations in the Galactic bulge of the Milky Way. **MNRAS**, v. 430, n. 2, p. 836–857, abr. 2013. DOI: 10.1093/mnras/sts629. arXiv: 1212.1540 [astro-ph.GA].

NISHIYAMA, Shogo; NAGATA, Tetsuya; TAMURA, Motohide; KAND ORI, Ryo; HATANO, Hirofumi; SATO, Shuji; SUGITANI, Koji. The Interstellar Extinction Law toward the Galactic Center. II. V, J, H, and Ks Bands. **ApJ**, v. 680, n. 2, p. 1174–1179, jun. 2008. DOI: 10.1086/587791. arXiv: 0802.3559 [astro-ph].

NISHIYAMA, Shogo; TAMURA, Motohide; HATANO, Hirofumi; KATO, Daisuke; TANABÉ, Toshihiko; SUGITANI, Koji; NAGATA, Tetsuya. Interstellar Extinction Law Toward the Galactic Center III: J, H, Ks Bands in the 2MASS and the MKO Systems, and 3.6, 4.5, 5.8, 8.0  $\mu\text{m}$  in the Spitzer/IRAC System. **ApJ**, v. 696, n. 2, p. 1407–1417, mai. 2009. DOI: 10.1088/0004-637X/696/2/1407. arXiv: 0902.3095 [astro-ph.GA].

NISHIYAMA, Shogo *et al.* Interstellar Extinction Law in the J, H, and Ks Bands toward the Galactic Center. **ApJ**, v. 638, n. 2, p. 839–846, fev. 2006.

OORT, J. H.; KERR, F. J.; WESTERHOUT, G. The galactic system as a spiral nebula (Council Note). **MNRAS**, v. 118, p. 379, jan. 1958. DOI: 10.1093/mnras/118.4.379.

OOSTERHOFF, P. T. Some remarks on the variable stars in globular clusters. **The Observatory**, v. 62, p. 104–109, abr. 1939.

PIETRUKOWICZ, P. Milky Way's structure based on thousands of Cepheids and RR Lyrae stars from OGLE. *In*: VALLURI, Monica; SELLWOOD, J. A. (Ed.). **IAU Symposium**. [S.l.: s.n.], jan. 2020. (IAU Symposium), p. 1–5. DOI: 10.1017/S1743921319008512.

PIETRUKOWICZ, P. *et al.* Deciphering the 3D Structure of the Old Galactic Bulge from the OGLE RR Lyrae Stars. **ApJ**, v. 811, n. 2, 113, p. 113, out. 2015. DOI: 10.1088/0004-637X/811/2/113. arXiv: 1412.4121 [astro-ph.GA].

PIETRUKOWICZ, P. *et al.* The Optical Gravitational Lensing Experiment: Analysis of the Bulge RR Lyrae Population from the OGLE-III Data. **ApJ**, v. 750, n. 2, 169, p. 169, mai. 2012. DOI: 10.1088/0004-637X/750/2/169. arXiv: 1107.3152 [astro-ph.GA].

PRESS, William H.; TEUKOLSKY, Saul A.; VETTERLING, William T.; FLANNERY, Brian P. **Numerical recipes in C. The art of scientific computing**. [S.l.: s.n.], 1992.

PRŠA, A. **Modeling and Analysis of Eclipsing Binary Stars**. [S.l.]: IOP Publishing, 2018. (2514-3433). ISBN 978-0-7503-1287-5. DOI: 10.1088/978-0-7503-1287-5. Disponível em: <http://dx.doi.org/10.1088/978-0-7503-1287-5>.

PRŠA, A.; ZWITTER, T. A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 628, n. 1, p. 426–438, jul. 2005. DOI: 10.1086/430591. Disponível em: <https://doi.org/10.1086%2F430591>.

PRUSTI, T. *et al.* The Gaia mission. **A&A**, v. 595, A1, a1, nov. 2016. DOI: 10.1051/0004-6361/201629272. arXiv: 1609.04153 [astro-ph.IM].

ROBIN, A. C.; REYLÉ, C.; DERRIÈRE, S.; PICAUD, S. A synthetic view on structure and evolution of the Milky Way. **A&A**, v. 409, p. 523–540, out. 2003. DOI: 10.1051/0004-6361:20031117.

RUIZ-DERN, L.; BABUSIAUX, C.; ARENOU, F.; TURON, C.; LALLEMENT, R. Empirical photometric calibration of the Gaia red clump: Colours, effective temperature,

and absolute magnitude. **A&A**, v. 609, A116, a116, jan. 2018. DOI: 10.1051/0004-6361/201731572. arXiv: 1710.05803 [astro-ph.SR].

RUSSEIL, D. Star-forming complexes and the spiral structure of our Galaxy. **A&A**, v. 397, p. 133–146, jan. 2003. DOI: 10.1051/0004-6361:20021504.

RUSSEIL, D.; ZAVAGNO, A.; MÉGE, P.; POULIN, Y.; MOLINARI, S.; CAMBRESY, L. The Milky Way rotation curve revisited. **A&A**, v. 601, L5, p. l5, mai. 2017. DOI: 10.1051/0004-6361/201730540.

SAITO, R. K.; ZOCCALI, M.; MCWILLIAM, A.; MINNITI, D.; GONZALEZ, O. A.; HILL, V. Mapping the X-shaped Milky Way Bulge. **AJ**, v. 142, n. 3, 76, p. 76, set. 2011. DOI: 10.1088/0004-6256/142/3/76. arXiv: 1107.5360 [astro-ph.GA].

SAITO, R. K. *et al.* Milky Way demographics with the VVV survey. I. The 84-million star colour-magnitude diagram of the Galactic bulge. **A&A**, v. 544, A147, a147, ago. 2012a. DOI: 10.1051/0004-6361/201219448. arXiv: 1208.5178 [astro-ph.GA].

SAITO, R. K. *et al.* VVV DR1: The first data release of the Milky Way bulge and southern plane from the near-infrared ESO public survey VISTA variables in the Vía Láctea. **A&A**, v. 537, a107, 2012b. DOI: 10.1051/0004-6361/201118407. Disponível em: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201118407>.

SANDAGE, Allan. The Oosterhoff Period-Metallicity Relation for RR Lyrae Stars at the Blue Fundamental Edge of the Instability Strip. I. **AJ**, v. 106, p. 687, ago. 1993. DOI: 10.1086/116675.

SARAJEDINI, Ata; BARKER, M. K.; GEISLER, Doug; HARDING, Paul; SCHOMMER, Robert. RR Lyrae Variables in M33. I. Evidence for a Field Halo Population. **AJ**, v. 132, n. 3, p. 1361–1371, set. 2006. DOI: 10.1086/506152. arXiv: astro-ph/0605580 [astro-ph].

SCARGLE, J. D. Studies in astronomical time series analysis. II. Statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data. **ApJ**, v. 263, p. 835–853, dez. 1982. DOI: 10.1086/160554.

SCHINNERER, Eva *et al.* The PdBI Arcsecond Whirlpool Survey (PAWS). I. A Cloud-scale/Multi-wavelength View of the Interstellar Medium in a Grand-design Spiral

Galaxy. **ApJ**, v. 779, n. 1, 42, p. 42, dez. 2013. DOI: 10.1088/0004-637X/779/1/42. arXiv: 1304.1801 [astro-ph.CO].

SCHULTHEIS, M.; CHEN, B. Q.; JIANG, B. W.; GONZALEZ, O. A.; ENOKIYA, R.; FUKUI, Y.; TORII, K.; REJKUBA, M.; MINNITI, D. Mapping the Milky Way bulge at high resolution: the 3D dust extinction, CO, and X factor maps. **A&A**, v. 566, A120, a120, jun. 2014. DOI: 10.1051/0004-6361/201322788. arXiv: 1405.0503 [astro-ph.GA].

SCHUSTER, Arthur. On the investigation of hidden periodicities with application to a supposed 26 day period of meteorological phenomena. **Terrestrial Magnetism (Journal of Geophysical Research)**, v. 3, n. 1, p. 13, jan. 1898.

SCHWARZENBERG-CZERNY, A. The Correct Probability Distribution for the Phase Dispersion Minimization Periodogram. **ApJ**, v. 489, n. 2, p. 941–945, nov. 1997. DOI: 10.1086/304832.

SEARLE, L.; ZINN, R. Composition of halo clusters and the formation of the galactic halo. **ApJ**, v. 225, p. 357–379, out. 1978. DOI: 10.1086/156499.

SHAPLEY, H. Studies based on the colors and magnitudes in stellar clusters. VII. The distances, distribution in space, and dimensions of 69 globular clusters. **ApJ**, v. 48, p. 154–181, out. 1918. DOI: 10.1086/142423.

SHU, Frank H. **The Physical Universe**. [S.l.: s.n.], 1982.

SIMON, N. R.; LEE, A. S. The structural properties of cepheid light curves. **ApJ**, v. 248, p. 291–297, ago. 1981. DOI: 10.1086/159153.

SMART, R. L.; NICASTRO, L. The initial Gaia source list. **A&A**, v. 570, A87, a87, out. 2014. DOI: 10.1051/0004-6361/201424241.

SMITH, L. C. *et al.* VIRAC: the VVV Infrared Astrometric Catalogue. **MNRAS**, v. 474, n. 2, p. 1826–1849, fev. 2018. DOI: 10.1093/mnras/stx2789. arXiv: 1710.08919 [astro-ph.SR].

SOSZYŃSKI, I. *et al.* Over 78000 RR Lyrae Stars in the Galactic Bulge and Disk from the OGLE Survey. **Acta Astron.**, v. 69, n. 4, p. 321–337, dez. 2019. DOI: 10.32023/0001-5237/69.4.2. arXiv: 2001.00025 [astro-ph.SR].

- SOUTHWORTH, J.; MAXTED, P. F. L.; SMALLEY, B. Eclipsing binaries as standard candles. HD 23642 and the distance to the Pleiades. **A&A**, v. 429, p. 645–655, jan. 2005. DOI: 10.1051/0004-6361:20041867. arXiv: astro-ph/0409507 [astro-ph].
- SPITZER SCIENCE, Center. VizieR Online Data Catalog: GLIMPSE Source Catalog (I + II + 3D) (IPAC 2008). **VizieR Online Data Catalog**, II/293, p. ii/293, jun. 2009.
- STANEK, K. Z. Extinction Map of Baade's Window. **ApJ**, v. 460, p. 137, mar. 1996. DOI: 10.1086/309976. arXiv: astro-ph/9512137 [astro-ph].
- STANEK, K. Z.; MATEO, M.; UDALSKI, A.; SZYMANSKI, M.; KALUZNY, J.; KUBIAK, M. Color-Magnitude Diagram Distribution of the Bulge Red Clump Stars: Evidence for the Galactic Bar. **ApJ**, v. 429, p. 173, jul. 1994. DOI: 10.1086/187416. arXiv: astro-ph/9404026 [astro-ph].
- STANEK, K. Z.; UDALSKI, A.; SZYMAŃSKI, M.; KAŁUŻNY, J.; KUBIAK, Z. M.; MATEO, M.; KRZEMIŃSKI, W. Modeling the Galactic Bar Using Red Clump Giants. **ApJ**, v. 477, n. 1, p. 163–175, mar. 1997. DOI: 10.1086/303702. arXiv: astro-ph/9605162 [astro-ph].
- STELLINGWERF, R. F. Period determination using phase dispersion minimization. **ApJ**, v. 224, p. 953–960, set. 1978. DOI: 10.1086/156444.
- STETSON, Peter B. On the Automatic Determination of Light-Curve Parameters for Cepheid Variables. **PASP**, v. 108, p. 851, out. 1996. DOI: 10.1086/133808.
- SUMI, Takahiro. Extinction map of the Galactic centre: OGLE-II Galactic bulge fields. **MNRAS**, v. 349, n. 1, p. 193–204, mar. 2004. ISSN 0035-8711. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2004.07482.x. eprint: <https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/349/1/193/11180438/349-1-193.pdf>. Disponível em: <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07482.x>.
- SUROT, F.; VALENTI, E.; HIDALGO, S. L.; ZOCCALI, M.; GONZALEZ, O. A.; SÖKMEN, E.; MINNITI, D.; REJKUBA, M.; LUCAS, P. W. Mapping the stellar age of the Milky Way bulge with the VVV. II. Deep JK<sub>s</sub> catalog release based on PSF photometry. **A&A**, v. 629, A1, a1, set. 2019. DOI: 10.1051/0004-6361/201935730. arXiv: 1907.01972 [astro-ph.GA].

TRIMBLE, Virginia. The 1920 Shapley-Curtis Discussion: Background, Issues, and Aftermath. **PASP**, v. 107, p. 1133, dez. 1995. DOI: 10.1086/133671.

VALENTI, E.; FERRARO, F.R.; ORIGLIA, L. Near-Infrared Properties of 24 Globular Clusters in the Galactic Bulge. **AJ**, v. 133, n. 4, p. 1287–1301, abr. 2007. DOI: 10.1086/511271. arXiv: astro-ph/0612280 [astro-ph].

VALENTI, E.; ZOCCALI, M.; GONZALEZ, O. A.; MINNITI, D.; ALONSO-GARCÍA, J.; MARCHETTI, E.; HEMPEL, M.; RENZINI, A.; REJKUBA, M. Stellar density profile and mass of the Milky Way bulge from VVV data. **A&A**, v. 587, L6, p. l6, mar. 2016. DOI: 10.1051/0004-6361/201527500. arXiv: 1510.07425 [astro-ph.GA].

VALLEE, J. P. The Milky Way's Spiral Arms Traced by Magnetic Fields, Dust, Gas, and Stars. **ApJ**, v. 454, p. 119, nov. 1995. DOI: 10.1086/176470.

VANDERPLAS, Jacob T. Understanding the Lomb-Scargle Periodogram. **ApJS**, v. 236, n. 1, p. 16, mai. 2018. DOI: 10.3847/1538-4365/aab766. arXiv: 1703.09824 [astro-ph.IM].

VANHOLLEBEKE, E.; GROENEWEGEN, M. A. T.; GIRARDI, L. Stellar populations in the Galactic bulge. Modelling the Galactic bulge with TRILEGAL. **A&A**, v. 498, n. 1, p. 95–107, abr. 2009. DOI: 10.1051/0004-6361/20078472.

WELCH, Douglas L.; STETSON, Peter B. Robust Variable Star Detection Techniques Suitable for Automated searches: New Results for NGC 1866. **AJ**, v. 105, p. 1813, mai. 1993. DOI: 10.1086/116556.

YOUNG, J. S.; SCOVILLE, N. Z. Molecular gas in galaxies. **ARA&A**, v. 29, p. 581–625, jan. 1991. DOI: 10.1146/annurev.aa.29.090191.003053.

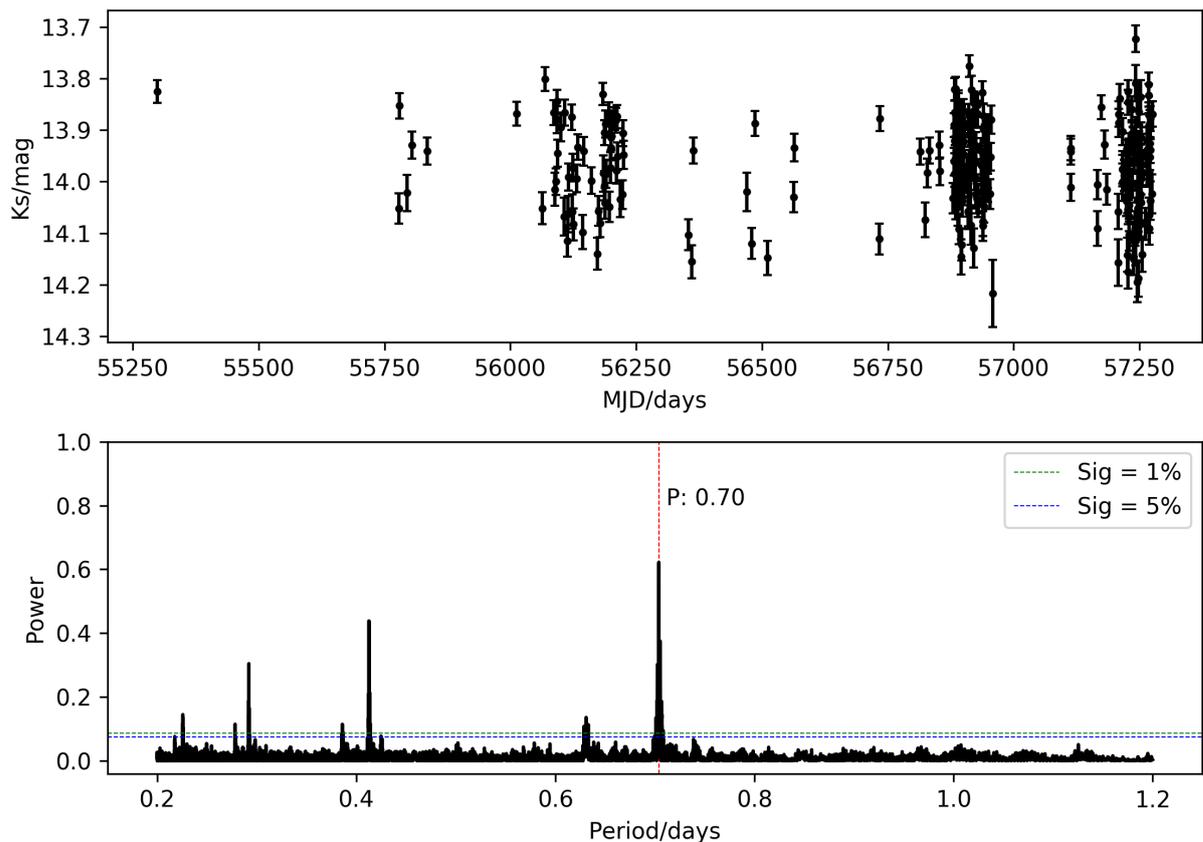
ZOROTOVIC, M. *et al.* The Globular Cluster NGC 5286. II. Variable Stars. **AJ**, v. 139, n. 2, p. 357–371, fev. 2010. DOI: 10.1088/0004-6256/139/2/357. arXiv: 0911.1686 [astro-ph.SR].

## APÊNDICE A – PERIODOGRAMAS

### A.1 LOMB-SCARGLE

O periodograma de Lomb-Scargle (LSG) (LOMB, 1976; SCARGLE, 1982) é um algoritmo para detecção e caracterização de sinais periódicos em séries temporais não uniformemente espaçadas muito utilizado na Astronomia. Um exemplo de aplicação deste algoritmo é apresentado na Figura 59. O quadro superior mostra a curva de luz na banda Ks do VVV, onde podemos observar que o sinal varia de 13,8 a 14,1 mag. Entretanto não podemos concluir diretamente se o sinal é de fato periódico. O quadro inferior mostra o resultado do periodograma construído pelo Lomb-Scargle com o pico característico do período de 0,70 dias desta RR Lyr.

Figura 59 – Exemplo de aplicação do Periodograma na análise da curva de luz de uma RR Lyr (OGLE BLG-RRLYR-11785) com dados do VVV. As linhas horizontais apresentam os limites de significância de 5% e 1%.



Apesar de parecer simples e direto, na prática temos de considerar uma série de questões. Precisamos, então, entender:

- Por que o Lomb-Scargle? Como está relacionado ao *power spectrum* de Fourier Clássico?

- Qual é a fonte do padrão de múltiplos picos no periodograma?
- Qual é a maior frequência sensível?
- Como escolher o espaçamento da grade de frequências para nosso periodograma?
- Como devemos reportar as incertezas na determinação das frequências?

### A.1.1 A transformada de Fourier Clássica

Para podermos interpretar o periodograma de Lomb-Scargle precisamos primeiro voltar e ter uma pequena introdução na análise de Fourier para sinais contínuos. Considere que a transformada de Fourier para um sinal contínuo  $g(t)$  é dada pela integral:

$$\hat{g}(f) \equiv \int_{-\infty}^{\infty} g(t) e^{-2\pi i f t} dt \quad (48)$$

E que a transformada inversa é dada por:

$$g(t) \equiv \int_{-\infty}^{\infty} \hat{g}(f) e^{+2\pi i f t} df, \quad (49)$$

em que  $i = \sqrt{-1}$  e  $g$  e  $\hat{g}$  são os pares de Fourier.

Por conveniência podemos escrever o operador Transformada de Fourier  $\mathcal{F}$ :

$$\mathcal{F}\{g\} = \hat{g} \quad (50)$$

$$\mathcal{F}\{\hat{g}\}^{-1} = g \quad (51)$$

#### A.1.1.1 Propriedades da transformada de Fourier

As transformadas de Fourier possuem algumas propriedades muito úteis no estudo de sinais periódicos. A primeira delas é que *a transformada de Fourier é uma operação linear*, tal que para qualquer constante  $A$  e funções  $f(t)$  e  $g(t)$  podemos escrever:

$$\mathcal{F}\{f(t) + g(t)\} = \mathcal{F}\{f(t)\} + \mathcal{F}\{g(t)\} \quad (52)$$

$$\mathcal{F}\{A f(t)\} = A \mathcal{F}\{f(t)\} \quad (53)$$

Além disso, a transformada de Fourier de uma senoide com frequência  $f_0$  é a soma de funções deltas em  $\pm f_0$ :

$$\mathcal{F}\{\cos(2\pi f_0 t)\} = \frac{1}{2} [\delta(f - f_0) + \delta(f + f_0)] \quad (54)$$

$$\mathcal{F}\{\sin(2\pi f_0 t)\} = \frac{1}{2i} [\delta(f - f_0) - \delta(f + f_0)], \quad (55)$$

E, ainda, uma variação no tempo produz uma fase na transformada de Fourier. Assim, se tomarmos  $g(t)$  para  $t = t - t_0$ , a transformada de Fourier leva à identidade:

$$\mathcal{F}\{g(t - t_0)\} = \int_{-\infty}^{\infty} g(t - t_0) e^{-2\pi i f t} dt,$$

onde fazendo  $u = t - t_0$ ,  $t = u + t_0$ ,  $du = dt$ :

$$\mathcal{F}\{g(t - t_0)\} = \int_{-\infty}^{\infty} g(u) e^{-2\pi i f (u + t_0)} du$$

$$\mathcal{F}\{g(t - t_0)\} = e^{-2\pi i f t_0} \int_{-\infty}^{\infty} g(u) e^{-2\pi i f u} du$$

$$\mathcal{F}\{g(t - t_0)\} = \mathcal{F}\{g(t)\} e^{-2\pi i f t_0}, \quad (56)$$

ou seja, variação no tempo apenas muda a fase da transformada de Fourier.

Com essas propriedades podemos concluir que qualquer sinal composto pela soma de componentes senoidais terão transformadas de Fourier consistentes com a soma de funções delta posicionadas nas frequências das senoides. A transformada de Fourier, então, mede diretamente múltiplos componentes senoidais aditivos em um sinal contínuo.

Por fim, se calcularmos o quadrado da amplitude da transformada de Fourier teremos o *power spectral density* (PSD) ou simplesmente *power spectrum*:

$$\mathcal{P}_g \equiv |\mathcal{F}\{g\}|^2, \quad (57)$$

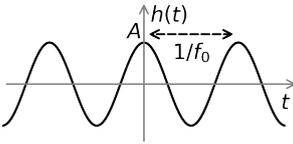
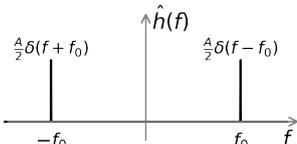
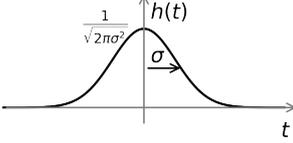
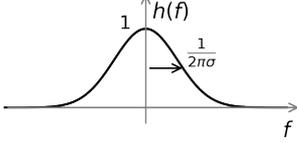
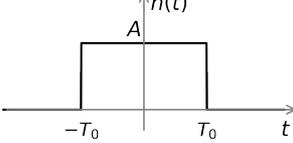
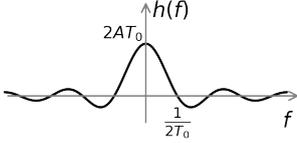
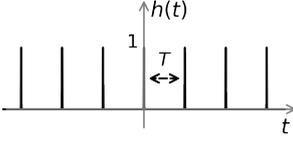
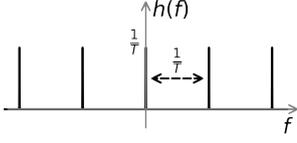
que é uma função positiva da frequência, que quantifica a contribuição de cada frequência para o sinal avaliado.

#### A.1.1.2 Alguns pares de Fourier importantes

Quatro pares de Fourier são fundamentais para descrever as observações em Astrofísica e entender o periodograma de Lomb-Scargle. Estes quatro pares podem ser visualizados na Tabela 8. Podemos dizer, então, que:

- a transformada de Fourier de uma senoide é um par de funções delta;
- a transformada de Fourier de uma Gaussiana é uma Gaussiana;
- a transformada de Fourier de uma função retangular é uma função sinc;
- a transformada de Fourier de um pente de Dirac é um pente de Dirac.

Tabela 8 – Visualização de alguns pares de Fourier (BRIGHAM, 1988).

Domínio do tempo		Domínio da frequência
	$h(t) = A \cos(2\pi f_0 t)$ $\hat{h}(f) = \frac{A}{2} [\delta(f - f_0) + \delta(f + f_0)]$	
	$h(t) \equiv \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} e^{-t^2/(2\sigma^2)}$ $\hat{h}(f) = \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} h\left(f, \frac{1}{2\pi\sigma}\right)$	
	$h(t) \equiv \begin{cases} A, & \text{para }  t  \leq T_0 \\ 0, & \text{para }  t  > T_0 \end{cases}$ $\hat{h}(f) = 2AT_0 \frac{\text{sen}(2\pi T_0 f)}{2\pi T_0 f} \equiv 2AT_0 \text{sinc}(f)$	
	$h_T(t) \equiv \sum_{n=-\infty}^{\infty} \delta(t - nT)$ $\hat{h}(f) = \frac{1}{T} \sum_{n=-\infty}^{\infty} \delta\left(f - \frac{n}{T}\right)$	

A.1.1.3 O teorema de convolução

A última propriedade importante da transformada de Fourier é a capacidade de converter convoluções em produto ponto-a-ponto de funções. A convolução de duas funções, usualmente escrita na forma:

$$[f * g](t) \equiv \int_{-\infty}^{\infty} f(\tau)g(t - \tau)d\tau, \tag{58}$$

pode ser vista como uma operação que “desliza” uma função sobre a outra, integrando o produto em cada passo.

Um exemplo prático disso são as imagens obtidas na Astrofísica. Elas são a convolução do sinal com uma janela de observação de largura igual ao tempo de exposição da imagem. Essencialmente, somamos (integramos) os fótons captados pelo telescópio durante um intervalo de tempo.

Dada essa definição, pode-se mostrar [ver Brigham (1988, p.60)] que a transformada de Fourier da convolução de duas funções é o produto das transformadas de Fourier das duas funções:

$$\mathcal{F}\{f * g\} = \mathcal{F}\{f\} \cdot \mathcal{F}\{g\} \tag{59}$$

o qual é chamado de *teorema de convolução no tempo*.

De maneira equivalente, podemos sair da convolução no domínio da frequência para a multiplicação no domínio do tempo usando o teorema de convolução na

frequência [ver Brigham (1988, p.64)]:

$$\mathcal{F}\{f \cdot g\} = \mathcal{F}\{f\} * \mathcal{F}\{g\}, \quad (60)$$

ou seja, a transformada de Fourier do produto é uma convolução de duas transformadas de Fourier.

### A.1.2 Análise de sinais

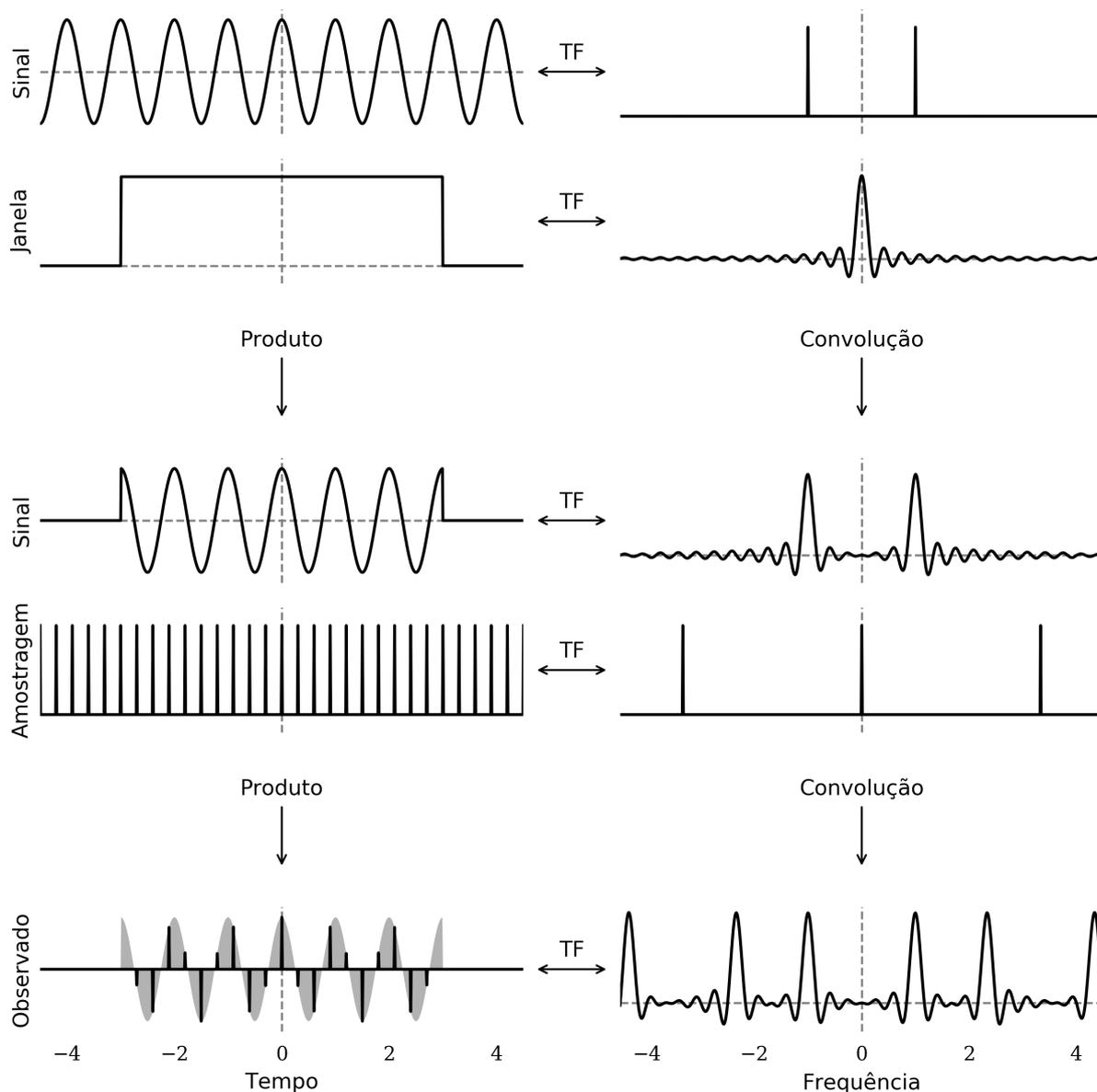
Com este conjunto de propriedades podemos descrever os sinais observados em Astrofísica. Um sinal contínuo medido durante um intervalo de tempo pode ser descrito pelo produto do sinal verdadeiro com uma janela de observação (função retangular de largura igual à duração da observação  $W$ ) e uma sequência de deltas de Dirac espaçadas por um intervalo  $T$ . Na Figura 60 os quadros da esquerda ilustram a composição de um sinal a partir de produtos de funções no domínio do tempo. Os quadros da direita são as transformadas de Fourier das respectivas funções. Assim, a transformada de Fourier do sinal observado é a sucessão de convoluções no espaço das frequências das transformadas de Fourier das funções que compõem o sinal medido.

Note, então, que nas duas primeiras linhas temos o sinal senoidal, a janela de observação e as respectivas transformadas. A janela compreende o tempo de observação de uma determinada região do céu, no caso do VVV compreende os cinco anos de observação, espaço de tempo entre a primeira e a última observação. A transformada de Fourier da senoide truncada nesse intervalo é mostrada na terceira linha, onde o resultado da convolução é a substituição das duas deltas pela função sinc.

Como as medidas (imagens) são realizadas em determinadas datas, cada imagem é representada por uma delta num pente de Dirac na quarta linha. O sinal observado, resultado do produto da senoide truncada com o pente das imagens, e sua transformada são apresentados na última linha como resultado da convolução das transformadas do pente e da senoide truncada. Na transformada do sinal observado, o pico da função sinc cai sobre a frequência original da senoide. Este é o resultado que procuramos - encontrar a frequência da senoide original a partir de uma dada observação. Além do pico característico da frequência da senoide, também temos sequências de aliases idênticas repetidas a cada delta da transformada do pente de Dirac. Falaremos mais sobre isso adiante.

Alguns aspectos do que falamos até aqui têm implicações práticas quando construímos o rotina de busca de sinais periódicos. Uma delas é a largura do pico (função sinc) na transformada do sinal observado. Ilustramos na Figura 61 a relação entre a largura da função sinc e a largura da janela de observação, e podemos observar que quanto maior a janela mais estreita será a função sinc. Desta forma, para termos

Figura 60 – Visualização da transformada de Fourier de um sinal contínuo observado dentro de um intervalo de tempo finito.



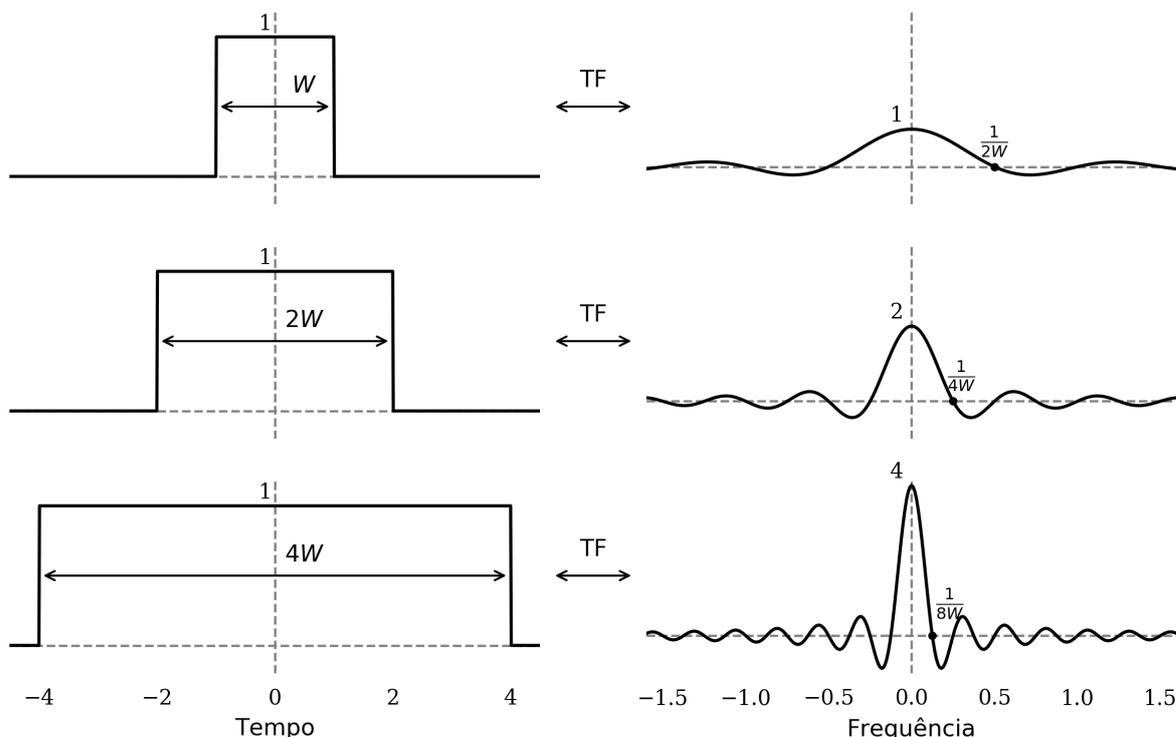
resolução de frequência devemos entregar ao periodograma uma grade com determinado espaçamento entre as frequências. Na prática, uma boa escolha consiste em dividirmos a largura dos picos do power spectrum entre 5 e 10 partes (VANDERPLAS, 2018).

Assim, sendo a largura do pico determinada pela janela de observação, é a *janela de observação que determina a escolha do espaçamento da grade do espaço de frequências para o periodograma*, o qual pode ser calculado por:

$$\Delta f = \frac{1}{nW} \tag{61}$$

em que  $n$  é o número de amostras por pico e  $W$  a largura da janela de observação.

Figura 61 – Visualização da relação entre a largura da janela de observação com a largura dos picos no periodograma.

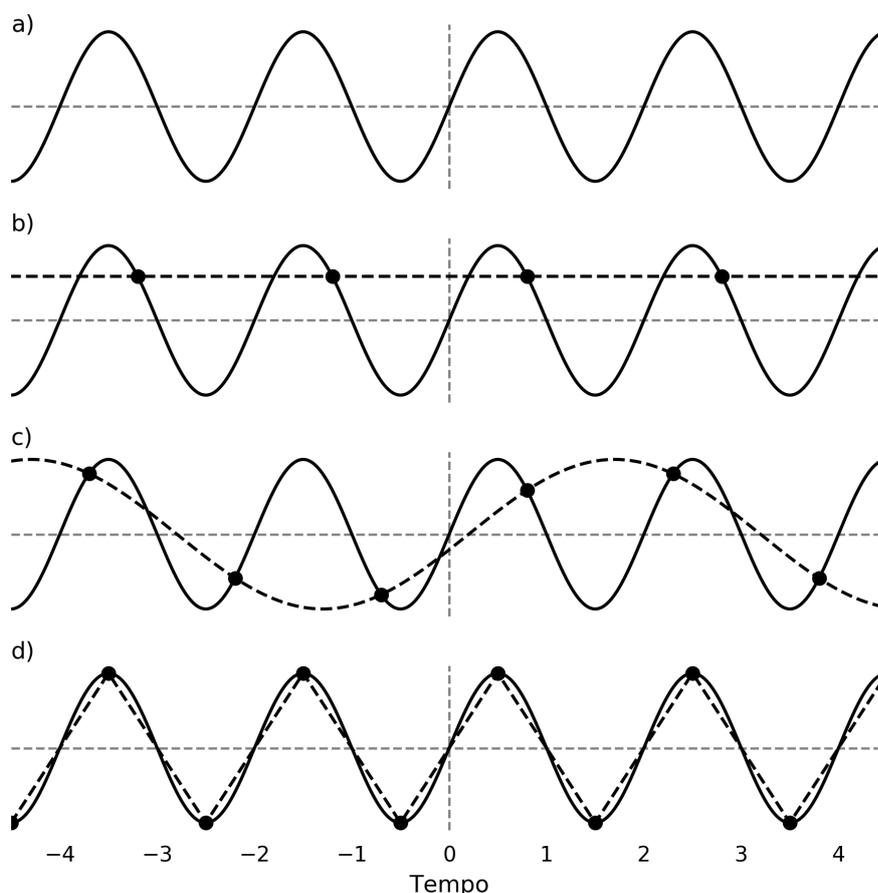


Além do efeito da largura da janela de observação, devemos nos ater ao critério de amostragem de Nyquist. Considere que estejamos amostrando uma senoide, como a da Figura 62 a). Se amostrarmos a uma taxa igual a uma vez por ciclo, poderemos inferir que o sinal é constante, como na Figura 62 b). Se amostrarmos a 1,5 vezes por ciclo, poderemos confundir com pelo menos duas senoides de frequência diferentes, como na Figura 62 c). Mas se amostrarmos a uma taxa igual a 2 vezes por ciclo, teremos a correta caracterização do período da senoide, como ocorre na Figura 62 d). Ou seja, para a correta caracterização do período *devemos amostrar o sinal com pelo menos o dobro da frequência máxima do sinal* (BRIGHAM, 1988).

Podemos, também, visualizar este critério do ponto de vista do domínio da frequência e ver a influência da escolha do espaçamento entre as medidas nos picos do periodograma.

A Figura 63 ilustra graficamente o conceito de amostragem de um sinal contínuo. Chamemos  $h(t)$  a função contínua que representa o sinal a ser medido [Figura 63 a)] e  $\text{III}_T(t)$  a amostragem (sequência de deltas de Dirac separadas por um intervalo  $T$ ) [Figura 63 c)]. O sinal observado pode ser descrito como o resultado do produto das duas funções  $h(t) \cdot \text{III}_T(t)$  [Figura 63 e)]. Podemos usar o teorema de convolução (Equação (60)) para obter a transformada de Fourier do sinal observado [Figura 63 f)].

Figura 62 – Visualização do critério de amostragem de Nyquist no domínio do tempo.



Assim, a transformada de Fourier do sinal observado é derivada da convolução das funções  $\hat{h}(f)$  e  $\text{III}_{1/T}(f)$ .

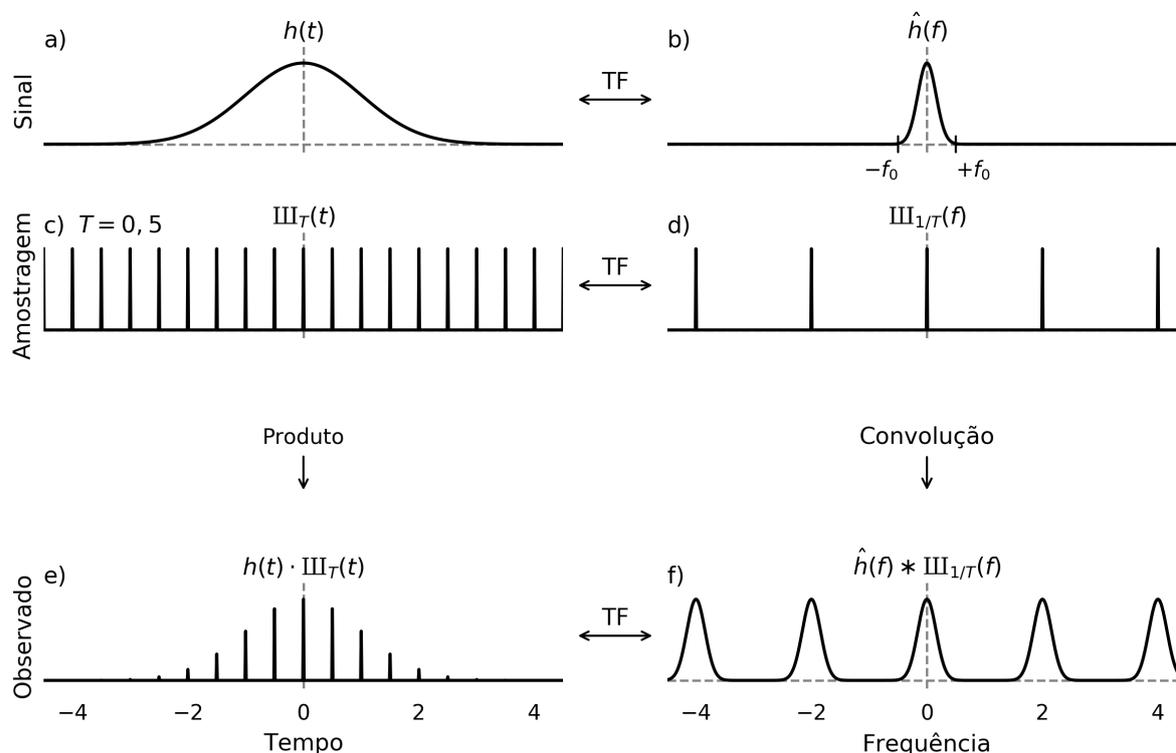
A transformada de Fourier do sinal observado  $h(t) \cdot \text{III}_T(t)$  é, portanto, uma função periódica cujo período é igual, por uma constante, ao período da transformada de Fourier do sinal  $h(t)$ . Isto só é válido se o espaçamento  $T$  for suficientemente pequeno (BRIGHAM, 1988; VANDERPLAS, 2018).

Se escolhermos  $T$  muito grande teremos o resultado apresentado na Figura 64. Conforme aumentamos o espaçamento  $T$  as deltas da função  $\text{III}_{1/T}(f)$  ficam mais próximas umas das outras. Devido à diminuição do espaçamento entre as deltas em Figura 64 d) a convolução com a função  $\hat{h}(f)$  [Figura 64 b)] resulta numa função periódica cujos picos se sobrepõem. Esta distorção na transformada de Fourier do sinal observado é chamada de *alias*. Isto ocorre, como dissemos, porque o sinal é amostrado a uma taxa insuficiente (BRIGHAM, 1988; VANDERPLAS, 2018).

Examinando a Figura 65 b) e Figura 65 d) vemos que a sobreposição ocorre quando a separação na função  $\text{III}_{1/T}(f)$  aumenta até que  $1/T = 2f_0$ , onde  $f_0$ <sup>1</sup> é a

<sup>1</sup>  $f_0$  é uma aproximação para a distância entre a média e a base (a aproximadamente  $3\sigma$ ) da gaussi-

Figura 63 – Visualização do efeito da escolha do espaçamento entre as medidas na transformada de Fourier do sinal amostrado. Caso bem amostrado.



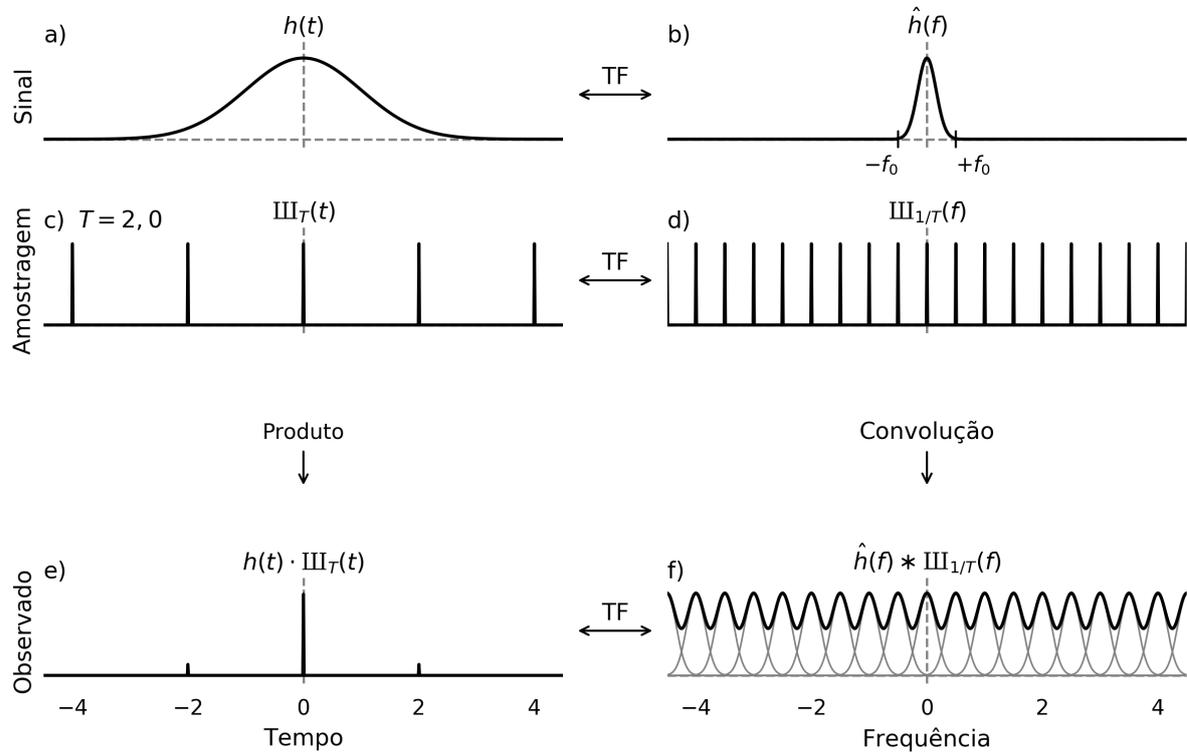
componente de maior frequência da transformada de Fourier da função contínua  $h(t)$ . Assim, aliases não ocorrerão se escolhermos o espaçamento da amostragem  $T$  para ser igual à metade do período relativo à maior frequência da transformada de Fourier do sinal. Ou seja, para um sinal de período  $T_0$  devemos amostrá-lo com intervalo mínimo igual  $T_0/2$ , para que amostramos pelo menos duas vezes por ciclo (BRIGHAM, 1988; VANDERPLAS, 2018).

Isto é a razão para o teorema de amostragem de Nyquist - somente funções cujas transformadas de Fourier couberem completamente entre os “dentes” do pente de Dirac serão completamente recuperadas através de observações regulares (igualmente espaçadas) (VANDERPLAS, 2018).

### A.1.3 Transformada de Fourier Discreta

Quando amostramos uniformemente o sinal contínuo, as deltas de Dirac ( $\text{III}_T(t)$ ) colapsam a integral da transformada de Fourier numa somatória. Então se o sinal contínuo  $h(t)$  é observado regularmente com espaçamento  $T$ , o sinal observado será

Figura 64 – Visualização do efeito da escolha do espaçamento entre as medidas na transformada de Fourier do sinal amostrado. Caso de subamostragem.



o produto  $h_{obs} = h(t) \cdot \text{III}_T(t)$  e sua transformada de Fourier:

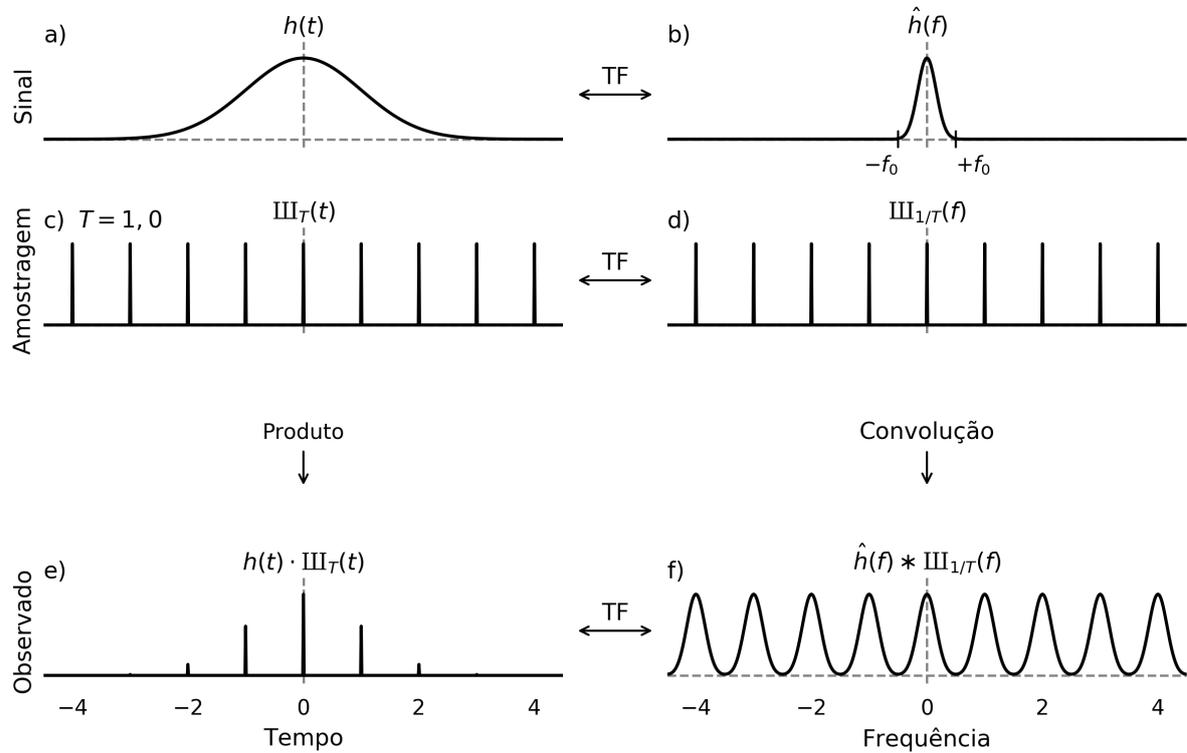
$$\hat{h}_{obs}(f) = \sum_{n=-\infty}^{\infty} h(nT)e^{-2\pi ifnT} \quad (62)$$

Entretanto, as medidas não são feitas indefinidamente, elas são realizadas em um número finito de amostras  $N$ . Definimos  $h_n \equiv h(nT)$  e escrevemos:

$$\hat{h}_{obs}(f) = \sum_{n=0}^N h_n e^{-2\pi ifnT} \quad (63)$$

Note que ao re-escrevermos a Equação (62) na forma da Equação (63) o que fizemos foi aplicar ao sinal uma janela retangular de comprimento  $NT$ . Da discussão relativa à Figura 61 podemos concluir que o resultado será a convolução da transformada de Fourier [do sinal] com uma função sinc de largura  $1/NT$  [largura dos picos no *power spectrum*]. Isso quer dizer que qualquer duas transformadas de Fourier dentro da faixa de frequência de largura  $1/NT$  não serão independentes [não conseguiremos resolver]. Assim, devemos espaçar a grade de frequências com  $\Delta f \geq 1/NT$ , que é o mesmo resultado apresentado na Equação (61).

Figura 65 – Visualização do efeito da escolha do espaçamento entre as medidas na transformada de Fourier do sinal amostrado. Caso de amostragem mínima.



### A.1.4 O periodograma clássico

A partir da Transformada de Fourier discreta definida na Equação (62) e Equação (63) podemos aplicar a definição de *power spectrum* da Equação (57) para obter o periodograma clássico, também chamado de Periodograma de Schuster<sup>2</sup>:

$$Ps(f) = \frac{1}{N} \left| \sum_{n=1}^N h_n e^{-2\pi i f t_n} \right|^2 \quad (64)$$

ou então:

$$Ps(f) = \frac{1}{N} \left\{ \left[ \sum_{n=1}^N h_n \cos(2\pi f t_n) \right]^2 + \left[ \sum_{n=1}^N h_n \sin(2\pi f t_n) \right]^2 \right\}$$

que é, a não ser pelo termo  $1/N$ , o *power spectrum* de Fourier obtido para o caso de sinais contínuos amostrados uniformemente (pente de Dirac).

<sup>2</sup>dedicado a Schuster (1898).

### A.1.5 Amostragem não uniforme

Fatores como tempo, ciclos sazonais, diurnos e lunares influenciam a taxa de amostragem em observações astronômicas. Usando a mesma abordagem utilizada nas seções anteriores podemos explorar o caso de amostragem não uniforme.

Num caso geral, medimos um sinal por  $N$  vezes, que denotamos  $\{t_n\}$ , e escrevemos a janela de observação como:

$$W_{\{t_n\}}(t) = \sum_{n=1}^N \delta(t - t_n) \quad (65)$$

Aplicando esta janela ao sinal  $h(t)$  teremos o sinal observado na forma:

$$h_{obs}(t) = h(t)W_{\{t_n\}}(t)$$

$$h_{obs}(t) = \sum_{n=1}^N h(t_n)\delta(t - t_n) \quad (66)$$

E da mesma forma que fizemos para o caso de amostragem uniforme, a transformada de Fourier do sinal observado é a convolução das transformadas de Fourier do sinal e da janela de observação:

$$\mathcal{F}\{h_{obs}\} = \mathcal{F}\{h\} * \mathcal{F}\{W_{\{t_n\}}\}, \quad (67)$$

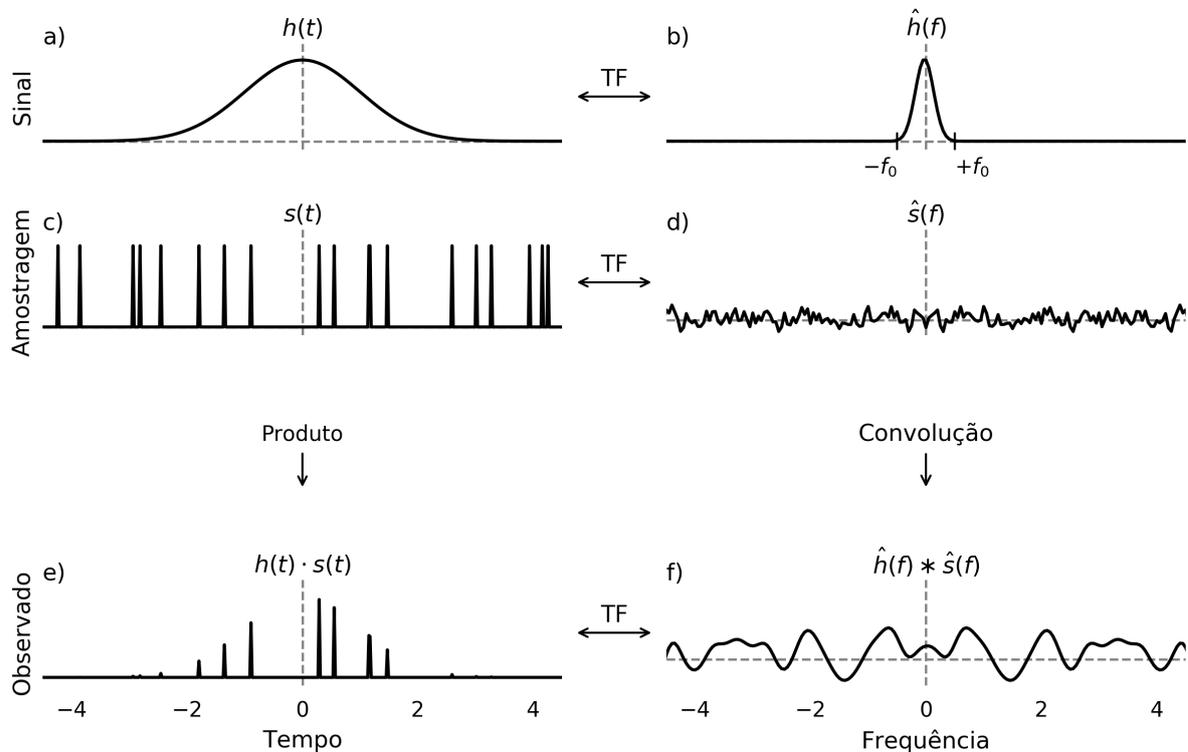
Entretanto, diferente do caso de amostragem uniforme, a transformada de Fourier da Janela  $\mathcal{F}\{h_{obs}\}$  geralmente não produzirá uma sequência de deltas de Dirac, pois a simetria presente no pente de Dirac é quebrada e a transformada de Fourier será muito "ruidosa", como mostrado na Figura 66, e não poderemos recuperar o sinal original.

### A.1.6 A definição de Lomb-Scargle

Não mencionamos antes, mas a distribuição estatística do periodograma clássico é bem conhecida para amostragem uniforme. O resultado mais importante é que se  $h(t)$  é puramente ruído gaussiano (segue uma Distribuição Normal)  $P_S(f)$  é distribuída exponencialmente. O que Scargle (1982) mostrou foi que com uma pequena modificação no periodograma clássico o periodograma apresentará a mesma distribuição exponencial tanto em amostragem uniforme quanto em amostragem não uniforme. A definição é:

$$P_{LS}(f) = \frac{1}{2} \left\{ \frac{[\sum_n h_n \cos(2\pi f[t_n - \tau])]^2}{\sum_n \cos^2(2\pi f[t_n - \tau])} + \frac{[\sum_n h_n \sin(2\pi f[t_n - \tau])]^2}{\sum_n \sin^2(2\pi f[t_n - \tau])} \right\} \quad (68)$$

Figura 66 – Visualização do efeito da amostragem não uniforme na transformada de Fourier do sinal observado.



em que  $\tau$  é calculado para cada frequência, garantindo a invariância no tempo:

$$\tau = \frac{1}{4\pi f} \tan^{-1} \left( \frac{\sum_n \text{sen}(4\pi f t_n)}{\sum_n \text{cos}(4\pi f t_n)} \right)$$

Com esta definição Scargle propôs substituir a definição da Equação (64) pela Equação (68), pois ela tem um comportamento estatístico simples [distribuição de probabilidade exponencial - ver Apêndice A em Scargle (1982)] e é equivalente à análise de mínimos quadrados harmônicos [maneira alternativa de tratar o problema de identificar o período subjacente ao sinal, que consiste no ajuste direto de ondas senoidais aos dados. O máximo no periodograma corre na mesma frequência que minimiza a soma do quadrado do resíduo do ajuste - ver Apêndice C em Scargle (1982)]. Além disso, a expressão Equação (68) se reduz à expressão Equação (64) quando a amostragem é homogênea e apresenta invariância temporal [ver Apêndice B em Scargle (1982)].

### A.1.7 Como ficam os limites de frequências

Além da necessidade de modificações no periodograma clássico, a quebra da simetria de amostragem implica que o limite de Nyquist pode ou não existir, já que o limite é uma consequência direta da simetria do pente de Dirac (Seção A.1.2).

Neste sentido, Eyer e Bartholdi (1999) e Koen (2006) mostraram que o limite de Nyquist, quando existe, para séries temporais amostradas irregularmente pode ser muito grande e que períodos muito pequenos podem ser identificados. Estabeleceram um limite superior para a frequência de Nyquist com base na acurácia com que o tempo é medido:

$$f_{Ny} \leq \frac{1}{2\Delta} \equiv \frac{1}{2}10^D, \quad (69)$$

onde  $\Delta$  e  $D$  são, respectivamente, a incerteza e o número de casas decimais que o tempo é medido.

Além do limite de Nyquist outro aparece devido à estrutura das observações astronômicas. Isso porque as medidas reais não são instantâneas, mas sequências de curtas exposições, onde contamos fótons detectados durante um intervalo de tempo  $\delta t$ . Podemos dizer que a observação individual (imagem obtida) é a convolução do sinal subjacente com a janela de duração  $\delta t$ . Pelo teorema de convolução (Equação (59)), a transformada do sinal observado é o produto das transformadas do sinal subjacente com a transformada da janela, que terá largura  $1/\delta t$ . Isso significa que, desconsiderando o formato da janela, a frequência limite  $f_{max} \propto 1/2\delta t$ , cuja constante de proporcionalidade depende da forma da janela.

Este limite não deve ser confundido com o limite de Nyquist, o qual demarca a frequência a partir da qual todo sinal terá aliases. Este limite informa que se minhas observações têm exposições de 10 s, por exemplo, o menor período detectado será maior que 20 s, isso porque qualquer sinal variável com periodicidade menor que este limite será atenuado para zero durante a integração do sinal.

### A.1.8 Como informar as incertezas

Na discussão da seção Seção A.1.2 vimos que a largura do pico (função sinc) na Transformada de Fourier do sinal observado está diretamente relacionada à largura da janela de observação (função retangular) [observe a Figura 60 e a Figura 61]. Então, a precisão para um certo pico, na perspectiva de Fourier, é dada pela largura deste pico. Costumeiramente se usa a largura à meia altura. Contudo, isto pode não ter significado, pois como discutimos na seção anterior esta incerteza não diz nada sobre a chance de encontrarmos um pico falso e aliases.

VanderPlas (2018) demonstra que as larguras dos picos, no periodograma de Lomb-Scargle e para dados simulados com diferentes sinais ruído e número de pontos, são idênticos. O que realmente é afetado por esses fatores, qualidade e quantidade dos dados, é a altura do pico comparado com ruído de fundo, que está mais relacionada com a significância do pico do que com a precisão na detecção da frequência.

Assim, a quantidade mais relevante para expressar a incerteza é a altura do pico comparado com o ruído de fundo do periodograma. Para isso se usa a probabilidade

de alarme falso (FAP - False Alarm Probability), que mede a probabilidade de um conjunto de dados sem sinal periódico produzir um pico de altura similar.

Scargle (1982) mostrou que o valor do *power spectrum* numa dada frequência segue uma distribuição de probabilidade exponencial se os dados são constituídos puramente por ruído Gaussiano. Assim, para um valor  $Z = P_{LS}(f)$  [Equação (68)] a função de distribuição cumulativa é:

$$F_Z(z) = Prob\{Z < z\} = \int_0^z \exp(-z') dz'$$

$$F_Z(z) = 1 - \exp(-z)$$

Então, para o caso em que  $Z = \max_n(P_{LS}(f_n))$  é o máximo valor de *power* num intervalo de  $N_i$  frequências independentes ( $N_i = N/n$ , onde  $N$  é número total de frequências e  $n$  a taxa de amostragem de frequência, mesmo  $n$  que usamos para construir a grade de frequências do periodograma na Equação (61)), a probabilidade de alarme falso [ $1 - Prob(Z)$ ], a probabilidade de um pico de ruído em  $N_i$  frequências independentes estar abaixo de  $Z$ , é (SCARGLE, 1982):

$$P_{FAP}(Z) = 1 - F_Z(Z) \quad (70)$$

$$P_{FAP}(Z) = 1 - [1 - \exp(-Z)]^{N_i}$$

Outra maneira de ver é re-escrevermos esta equação para expressar o valor do *power* com base em um valor mínimo de significância  $p_0$ :

$$z_0 = -\ln[1 - (1 - p_0)^{\frac{1}{N_i}}] \quad (71)$$

Note que para valores pequenos de  $p_0$ , podemos escrever:

$$z_0 \approx \ln(N_i/p_0) \quad (72)$$

Assim, se assumirmos um valor de  $p_0 = 0.01$  e  $N_i = 6000$ ,  $Z$  deve ser maior que 13,3 para reportar um sinal com 99% de confiança.

Por fim, devemos ter cuidado ao informar a probabilidade de alarme falso, pois apesar de quantificar a probabilidade de um pico ser produzido por ruído, ela não diz qual a probabilidade deste conjunto de dados ser periódico dada a observação?. Ou seja, o FAP não nos conta nada sobre os falsos negativos - o percentual do total de sinais periódicos perdidos que de fato estão presentes nos dados. Uma das maneiras de abordar este problema seria através de simulações de sinais periódicos com diferentes sinais ruído na rotina de análise das curvas de luz VanderPlas (2018).

## A.2 PHASE DISPERSION MINIMIZATION

O Phase Dispersion Minimization (PDM) é um algoritmo de busca de periodicidade em séries temporais. É particularmente útil quando os dados apresentam lacunas, ou quando as variações não são senoidais, ou quando a amostragem é pequena. Nesses casos, o PDM tem vantagem em relação à técnica de Fourier (STELLINGWERF, 1978).

PDM é uma variação da técnica astronômica chamada de *data folding*. Basicamente, ele adivinha o período faseando ("folding", igual quando ordena pastas num arquivo) as medidas de uma série temporal num intervalo igual ao período testado. Os dados então são plotados num diagrama de fase, com uma escala de 0 a 1, relativo ao período investigado. Se os dados forem verdadeiramente periódicos, uma curva característica aparecerá. Se não os pontos estarão distribuídos aleatoriamente (STELLINGWERF, 1978).

Assim, o algoritmo busca, num dado intervalo de períodos, aquele período que produz a menor dispersão em torno da curva de luz derivada. O algoritmo faz isso minimizando a soma dos quadrados das diferenças nas amplitudes (eixo das ordenadas) de um ponto em relação ao seguinte. O período que produzir a menor soma é tomado como um período verdadeiro (STELLINGWERF, 1978).

O algoritmo também está disponível na biblioteca PyAstronomy<sup>3</sup> para ser utilizada na linguagem Python.

Assim, como no caso do periodograma de LSG, precisamos da estimativa da significância do período identificado. Utilizamos a análise estatística de Schwarzenberg-Czerny (1997). A aplicação prática é descrita no manual de usuário do PDM disponível na página de Stellingwerf<sup>4</sup>. Se trata de uma função  $\beta$  (ver seção 6.4 de PRESS *et al.*, 1992) da forma:

$$\beta_i((N - M)/2, (M - 1)/2, (N - M) \cdot \theta / (N - 1)) \quad (73)$$

onde  $N$  é o número total de pontos dos dados,  $M$  é o número de bins, e  $\theta$  é o valor da saída do PDM (probabilidade estatística  $\theta$ , eq. 11 de Schwarzenberg-Czerny (1997)).

<sup>3</sup><https://pyastronomy.readthedocs.io/>

<sup>4</sup><https://www.stellingwerf.com>

## APÊNDICE B – TABELAS DE DADOS

### B.1 DADOS DAS BINÁRIAS ECLIPSANTES

Tabela 9 – Dados gerais sobre as novas BEs. As coordenadas são J2000 dos catálogos do VVV bem como as magnitudes e cores (veja Seção 3.1). Para a determinação dos períodos veja a Seção 3.2. Extinção e avermelhamento são valores integrados do BEAM (veja a Seção 4.2). Algumas das cores ( $J - K_s$ ) estão faltando por causa da falta da medida na banda  $J$  nos dados do VVV.

ID	RA [graus]	DEC [graus]	Period [dias]	$K_s$ [mag]	$(J - K_s)$ [mag]	$A_{K_s}$ [mag]	$E(J - K_s)$ [mag]
b293-068	270,69749	-27,88619	0,87771	15,08±0,08	—	0,25±0,08	0,36±0,11
b293-197	270,58404	-28,30166	0,32344	15,33±0,10	0,78±0,14	0,17±0,06	0,25±0,09
b293-213	270,93521	-27,68489	0,34970	14,79±0,06	0,52±0,08	0,19±0,06	0,28±0,09
b293-230	270,33605	-28,31211	0,50451	14,25±0,04	0,43±0,05	0,22±0,06	0,31±0,08
b294-032	271,25918	-27,69694	0,28796	15,73±0,12	—	0,18±0,06	0,25±0,09
b294-083	272,12432	-26,91506	0,26201	15,87±0,13	0,68±0,18	0,22±0,05	0,32±0,08
b294-210	271,83934	-26,45052	0,33198	14,62±0,04	0,65±0,06	0,27±0,06	0,40±0,08
b294-257	271,92701	-26,93424	0,28540	12,87±0,01	0,52±0,01	0,17±0,06	0,24±0,08
b294-323	272,02560	-26,66868	0,33982	14,47±0,04	0,57±0,05	0,19±0,06	0,28±0,09
b294-341	271,42900	-27,52955	0,44800	10,21±0,01	1,47±0,01	0,14±0,06	0,20±0,08
b295-048	272,53750	-26,72117	0,34618	14,20±0,03	0,62±0,03	0,27±0,06	0,39±0,09
b295-056	272,17810	-26,12049	0,35804	15,06±0,06	0,64±0,07	0,27±0,06	0,39±0,09
b295-086	272,29401	-25,21632	0,23878	15,17±0,06	0,98±0,09	0,37±0,06	0,54±0,09
b295-089	272,35788	-25,22808	0,49290	16,46±0,19	0,69±0,24	0,36±0,07	0,52±0,10
b295-164	272,52134	-25,43947	0,26591	15,70±0,10	1,02±0,14	0,29±0,07	0,42±0,10
b295-165	272,52175	-25,30507	0,38035	13,26±0,01	0,58±0,01	0,31±0,05	0,45±0,08
b295-233	273,06103	-25,75921	0,37953	14,66±0,04	0,59±0,05	0,23±0,06	0,33±0,08
b295-236	272,59556	-25,18032	0,48052	14,58±0,04	0,60±0,04	0,34±0,06	0,50±0,09
b295-246	272,00415	-26,12192	0,32233	15,52±0,08	0,88±0,11	0,30±0,06	0,43±0,09
b295-357	272,66428	-25,59524	1,26939	13,55±0,01	1,92±0,03	0,24±0,06	0,35±0,08
b295-367	272,71354	-25,21800	0,76485	15,26±0,07	0,86±0,09	0,34±0,07	0,49±0,09
b295-382	272,20019	-26,23889	0,48853	13,06±0,01	0,71±0,01	0,28±0,07	0,41±0,10
b296-001	273,19827	-24,40434	0,82205	15,74±0,09	0,67±0,11	0,37±0,06	0,53±0,09
b296-013	273,78551	-24,85457	0,37780	14,70±0,04	0,60±0,04	0,26±0,06	0,38±0,09
b296-038	273,33338	-25,40009	0,30988	13,66±0,02	0,92±0,02	0,26±0,07	0,38±0,10
b296-053	273,02364	-24,72467	0,63027	15,14±0,05	1,13±0,07	0,51±0,08	0,74±0,11
b296-054	273,05257	-24,84411	1,02080	14,49±0,03	0,93±0,04	0,49±0,07	0,71±0,10
b296-068	273,36750	-24,56633	0,33360	15,04±0,05	0,89±0,06	0,35±0,06	0,51±0,08
b296-073	272,97420	-23,99401	0,41871	15,57±0,08	0,98±0,09	0,52±0,06	0,75±0,09
b296-074	272,98742	-24,00418	0,79878	14,40±0,03	0,90±0,04	0,51±0,06	0,73±0,09
b296-079	273,15945	-24,01199	0,42711	14,93±0,05	0,70±0,05	0,40±0,06	0,57±0,08
b296-096	272,94026	-25,24318	0,31256	14,43±0,03	0,72±0,03	0,34±0,05	0,49±0,08
b296-102	272,69428	-24,60363	0,55514	15,08±0,05	1,21±0,07	0,61±0,06	0,88±0,09
b296-104	272,71714	-24,74295	0,31379	16,52±0,18	1,18±0,26	0,60±0,08	0,87±0,11
b296-105	272,72435	-24,54299	0,26757	16,17±0,08	—	0,66±0,08	0,96±0,11
b296-107	272,77490	-24,63202	1,23062	15,43±0,07	1,03±0,09	0,61±0,07	0,88±0,10
b296-126	273,53693	-24,63802	0,70080	15,26±0,06	0,47±0,07	0,35±0,06	0,51±0,09
b296-136	273,65229	-24,76521	0,38635	13,94±0,02	0,58±0,02	0,30±0,06	0,43±0,09
b296-140	273,19902	-24,08412	0,44149	14,46±0,03	0,87±0,04	0,41±0,06	0,60±0,09
b296-143	273,26567	-24,01389	0,56999	15,15±0,05	0,78±0,07	0,37±0,06	0,54±0,09

Tabela 9: Continuação.

ID	RA [graus]	DEC [graus]	Period [dias]	$K_s$ [mag]	$(J - K_s)$ [mag]	$A_{K_s}$ [mag]	$E(J - K_s)$ [mag]
b296-144	273,30336	-24,18651	0,48720	15,04±0,05	0,76±0,06	0,38±0,06	0,55±0,09
b296-148	273,32764	-24,00191	0,31351	14,73±0,04	0,76±0,05	0,40±0,06	0,58±0,08
b296-150	273,70845	-24,38100	0,37390	14,02±0,02	0,62±0,02	0,32±0,06	0,47±0,09
b296-171	272,88793	-24,82733	0,34927	16,37±0,08	—	0,52±0,08	0,75±0,12
b296-188	273,14342	-24,30111	0,44073	14,17±0,02	0,73±0,03	0,44±0,06	0,63±0,09
b296-198	273,66035	-24,47442	0,81386	15,19±0,06	0,38±0,06	0,29±0,07	0,42±0,09
b296-212	273,39616	-24,00441	1,13562	14,84±0,04	0,78±0,05	0,39±0,06	0,57±0,09
b296-221	273,87539	-24,12909	0,58697	15,97±0,11	0,63±0,13	0,23±0,06	0,33±0,09
b296-226	272,67514	-24,88635	0,96214	15,36±0,06	0,85±0,08	0,44±0,06	0,64±0,09
b296-259	273,57804	-24,40300	0,31328	14,41±0,03	—	0,32±0,06	0,47±0,09
b296-260	273,14999	-23,78162	0,42184	15,32±0,06	0,79±0,08	0,46±0,06	0,67±0,09
b296-269	273,66650	-24,11593	0,42048	14,81±0,04	0,63±0,05	0,32±0,05	0,47±0,08
b296-271	273,68461	-24,04397	0,43888	12,94±0,01	0,50±0,01	0,29±0,06	0,42±0,09
b296-288	272,70889	-24,44439	0,51323	14,78±0,04	1,35±0,05	0,65±0,08	0,95±0,12
b296-290	272,73070	-24,54204	0,35104	16,23±0,10	—	0,66±0,08	0,95±0,11
b296-299	273,36553	-24,70013	0,31649	16,20±0,14	1,06±0,19	0,37±0,07	0,53±0,10
b296-308	273,00527	-24,16388	0,50311	13,95±0,02	0,77±0,02	0,42±0,06	0,61±0,09
b296-314	273,33610	-24,42611	0,43563	14,71±0,04	0,73±0,04	0,32±0,06	0,46±0,08
b296-318	273,38122	-24,25897	0,81691	14,10±0,02	0,77±0,03	0,44±0,07	0,63±0,10
b296-322	273,89733	-24,61064	0,39623	15,27±0,06	0,58±0,07	0,29±0,07	0,42±0,09
b296-327	273,49745	-23,99904	0,96471	16,08±0,12	0,85±0,16	0,40±0,07	0,58±0,11
b296-329	273,50572	-23,91920	0,46645	14,77±0,04	0,77±0,05	0,34±0,06	0,50±0,08
b296-332	273,57079	-24,00254	0,87482	15,04±0,04	—	0,33±0,07	0,49±0,10
b296-357	273,17266	-24,61449	0,46069	15,34±0,06	0,73±0,08	0,41±0,06	0,60±0,09
b307-059	269,63877	-27,18479	1,19996	14,38±0,06	0,95±0,08	0,54±0,08	0,78±0,11
b307-060	269,63895	-27,34655	0,56235	13,72±0,03	0,67±0,04	0,42±0,07	0,61±0,10
b307-067	268,99456	-28,29733	1,31980	14,74±0,08	0,96±0,11	0,51±0,09	0,74±0,13
b307-071	269,12021	-28,24432	0,75337	12,78±0,01	1,09±0,02	0,40±0,06	0,58±0,09
b307-100	269,47018	-27,68354	0,93058	13,14±0,02	0,64±0,02	0,46±0,11	0,67±0,16
b307-118	269,81080	-27,31490	0,48582	15,62±0,16	1,12±0,25	0,40±0,07	0,58±0,11
b307-129	269,12544	-28,30950	0,36539	16,06±0,24	0,83±0,32	0,43±0,07	0,63±0,10
b307-141	269,45303	-27,98380	1,80978	14,88±0,08	0,94±0,12	0,50±0,07	0,72±0,10
b307-144	270,02511	-28,29644	0,33714	15,16±0,11	0,68±0,14	0,27±0,06	0,38±0,09
b307-168	270,01708	-27,20718	0,29102	16,56±0,11	—	0,40±0,07	0,58±0,10
b308-028	270,82003	-26,19713	0,32433	14,63±0,05	0,90±0,06	0,48±0,10	0,70±0,14
b308-035	271,35636	-26,45456	0,37921	16,42±0,24	0,51±0,28	0,23±0,06	0,33±0,08
b308-062	270,82195	-26,67581	1,37136	12,92±0,01	0,74±0,01	0,44±0,09	0,64±0,13
b308-066	270,47261	-25,99344	0,52096	12,56±0,01	0,97±0,01	0,81±0,12	1,18±0,17
b308-074	270,99118	-26,22163	0,74501	15,40±0,10	0,80±0,13	0,52±0,10	0,76±0,14
b308-084	270,31727	-27,19938	0,23843	13,84±0,02	1,15±0,03	0,38±0,06	0,55±0,09
b308-101	270,09841	-26,72024	0,43869	16,52±0,26	1,28±0,39	0,67±0,11	0,97±0,16
b308-122	270,49451	-26,47302	0,39197	14,51±0,04	0,68±0,05	0,52±0,09	0,75±0,13
b308-138	270,72858	-26,15104	0,36061	15,39±0,10	0,97±0,13	0,58±0,09	0,84±0,14
b308-143	271,20520	-26,47363	0,40729	15,10±0,08	0,77±0,09	0,37±0,07	0,54±0,10
b308-147	269,96969	-27,10360	1,19542	13,30±0,02	0,60±0,02	0,41±0,07	0,60±0,10
b308-159	270,30116	-26,72215	1,07390	14,75±0,06	0,77±0,07	0,48±0,08	0,70±0,12
b308-180	271,10248	-26,46762	0,43416	14,23±0,04	—	0,40±0,06	0,58±0,09
b308-185	270,80151	-25,93967	0,97017	15,66±0,13	1,50±0,21	0,91±0,13	1,32±0,19
b308-186	270,81901	-26,01989	0,37126	14,78±0,06	0,73±0,07	0,66±0,17	0,96±0,24
b308-193	270,16433	-26,85860	0,40151	16,44±0,10	—	0,59±0,09	0,86±0,13
b308-203	270,29770	-26,57464	1,04726	14,53±0,05	0,95±0,06	0,57±0,10	0,83±0,14
b308-237	270,98943	-26,14896	1,60287	16,45±0,25	1,20±0,35	0,67±0,13	0,97±0,18

Tabela 9: Continuação.

ID	RA [graus]	DEC [graus]	Period [dias]	$K_s$ [mag]	$(J - K_s)$ [mag]	$A_{K_s}$ [mag]	$E(J - K_s)$ [mag]
b308-251	270,26195	-26,46642	0,32402	13,63±0,02	1,39±0,03	0,59±0,08	0,85±0,12
b308-264	270,48932	-26,16261	0,58169	15,86±0,15	1,69±0,27	0,77±0,15	1,12±0,22
b308-274	270,81701	-26,03205	0,44469	14,21±0,03	—	0,64±0,16	0,93±0,23
b308-283	270,97090	-25,96540	0,93347	15,60±0,10	1,80±0,18	1,00±0,14	1,45±0,21
b309-012	271,98722	-25,57935	1,07181	14,60±0,05	—	0,29±0,06	0,42±0,09
b309-021	271,71717	-24,91486	0,64874	15,92±0,09	—	0,73±0,10	1,05±0,14
b309-029	270,99411	-25,78442	0,27549	14,82±0,05	0,91±0,06	0,76±0,12	1,11±0,17
b309-030	270,99965	-25,81846	0,34061	16,20±0,16	1,24±0,22	0,79±0,13	1,14±0,18
b309-032	271,04769	-25,88579	0,71651	15,73±0,08	—	0,78±0,11	1,13±0,16
b309-034	271,05712	-25,93318	1,09313	13,46±0,01	0,95±0,02	0,75±0,11	1,09±0,16
b309-047	271,71062	-25,83656	0,47046	15,09±0,06	0,52±0,07	0,31±0,06	0,44±0,09
b309-049	271,48944	-25,34697	0,43173	14,93±0,05	0,92±0,07	0,52±0,08	0,76±0,11
b309-058	271,66125	-25,37029	0,22079	15,18±0,07	0,89±0,08	0,46±0,08	0,67±0,12
b309-059	271,66318	-25,29830	0,66787	15,23±0,07	1,01±0,09	0,58±0,08	0,84±0,11
b309-060	271,16571	-24,75942	0,66785	15,07±0,06	1,44±0,09	0,84±0,18	1,22±0,27
b309-062	271,22517	-24,71269	0,77280	15,69±0,11	1,43±0,16	0,94±0,16	1,36±0,23
b309-063	271,24541	-24,81083	0,34119	15,33±0,04	—	0,74±0,10	1,07±0,15
b309-065	271,29355	-24,80976	0,48893	15,95±0,14	1,73±0,23	0,76±0,10	1,10±0,15
b309-076	270,64910	-25,63030	1,11064	14,83±0,05	0,95±0,06	0,66±0,10	0,95±0,15
b309-077	270,64956	-25,77970	0,65385	13,70±0,02	0,80±0,02	0,68±0,11	0,98±0,16
b309-083	270,73358	-25,75736	1,93084	15,09±0,06	1,42±0,09	0,75±0,14	1,10±0,20
b309-111	271,31057	-25,22080	0,28569	14,40±0,03	0,97±0,04	0,66±0,10	0,95±0,14
b309-124	271,48244	-24,88831	0,52238	16,20±0,17	1,05±0,21	0,66±0,09	0,95±0,13
b309-151	271,48823	-25,73753	0,62374	14,33±0,03	0,57±0,03	0,36±0,07	0,52±0,10
b309-180	271,65415	-24,68120	0,89205	15,09±0,06	1,01±0,08	0,61±0,08	0,88±0,11
b309-199	270,99241	-25,68553	0,43012	15,26±0,07	0,89±0,09	0,68±0,12	0,99±0,17
b309-220	271,60416	-25,21537	1,19643	14,71±0,04	0,92±0,05	0,55±0,09	0,80±0,14
b309-222	271,63386	-25,21951	0,58302	13,71±0,02	1,00±0,02	0,54±0,09	0,78±0,13
b309-254	270,86155	-25,27081	0,49617	14,69±0,04	0,67±0,05	0,59±0,10	0,86±0,15
b309-261	271,06641	-25,21966	0,70271	13,32±0,01	0,57±0,02	0,62±0,10	0,89±0,14
b309-264	271,49109	-25,46975	0,78882	14,92±0,05	0,69±0,06	0,41±0,07	0,59±0,10
b309-271	271,13461	-24,96094	0,79692	16,52±0,22	1,23±0,29	0,70±0,10	1,01±0,15
b309-276	271,23263	-24,88162	0,87911	14,83±0,05	1,63±0,08	0,74±0,11	1,08±0,16
b309-291	271,63388	-24,75779	0,27060	14,46±0,04	1,04±0,05	0,65±0,08	0,94±0,12
b309-299	272,17650	-25,01973	0,54746	13,84±0,02	0,58±0,02	0,35±0,07	0,51±0,10
b309-307	271,16478	-25,82092	0,61851	13,89±0,02	0,82±0,03	0,60±0,09	0,87±0,13
b310-007	272,38362	-23,62231	0,38198	13,95±0,02	1,09±0,02	0,78±0,11	1,13±0,15
b310-008	272,43407	-23,66464	0,60860	15,01±0,05	1,51±0,06	1,02±0,16	1,48±0,24
b310-009	272,44574	-23,75309	1,34384	15,34±0,06	1,27±0,08	0,75±0,10	1,08±0,15
b310-010	272,44859	-23,71423	0,47355	16,65±0,19	1,42±0,25	0,85±0,13	1,24±0,19
b310-011	272,46990	-23,71720	0,63615	15,30±0,06	1,63±0,08	0,86±0,09	1,25±0,14
b310-017	272,92776	-23,88293	0,41608	13,46±0,01	1,17±0,02	0,63±0,09	0,91±0,13
b310-020	273,02523	-23,88621	1,49323	14,57±0,03	0,90±0,04	0,48±0,07	0,70±0,10
b310-022	271,72343	-24,61193	0,48942	14,92±0,04	1,04±0,05	0,63±0,08	0,91±0,11
b310-024	271,77573	-24,61223	1,93093	13,17±0,01	1,07±0,01	0,67±0,08	0,98±0,12
b310-025	271,81858	-24,71331	1,11226	14,64±0,03	0,95±0,04	0,65±0,09	0,94±0,12
b310-026	271,85471	-24,67036	0,92983	14,95±0,04	0,86±0,05	0,71±0,09	1,03±0,13
b310-033	271,99767	-24,20779	0,39605	15,70±0,08	1,49±0,11	0,76±0,10	1,10±0,14
b310-039	272,50582	-24,54691	0,96111	16,33±0,14	1,08±0,17	0,65±0,07	0,94±0,10
b310-046	272,02794	-23,52108	0,91415	15,30±0,06	1,33±0,08	0,71±0,09	1,03±0,13
b310-047	272,06186	-23,48966	0,40711	14,41±0,03	0,88±0,03	0,67±0,13	0,97±0,19
b310-048	272,06197	-23,41134	0,29931	15,61±0,08	2,42±0,18	0,98±0,18	1,43±0,26

Tabela 9: Continuação.

ID	RA [graus]	DEC [graus]	Period [dias]	$K_s$ [mag]	$(J - K_s)$ [mag]	$A_{K_s}$ [mag]	$E(J - K_s)$ [mag]
b310-049	272,07375	-23,59777	0,44475	15,53±0,08	1,18±0,09	0,64±0,09	0,93±0,14
b310-051	272,50246	-23,71959	1,12346	14,88±0,04	1,50±0,06	0,83±0,06	1,21±0,09
b310-055	271,39138	-24,50722	0,89603	14,92±0,06	1,33±0,08	0,94±0,15	1,36±0,22
b310-060	271,97559	-24,60855	0,30423	14,54±0,03	0,85±0,03	0,66±0,07	0,96±0,10
b310-061	271,97690	-24,62266	0,70213	13,56±0,01	0,75±0,02	0,64±0,07	0,93±0,10
b310-070	272,14019	-24,33077	0,45167	17,11±0,28	—	0,73±0,08	1,06±0,11
b310-074	272,22346	-24,38133	0,64560	15,30±0,06	1,34±0,07	0,77±0,11	1,12±0,16
b310-086	272,01026	-23,99337	0,72492	15,01±0,04	1,51±0,06	0,73±0,11	1,06±0,17
b310-091	272,04845	-23,96629	0,73538	16,02±0,11	1,53±0,15	0,78±0,14	1,13±0,20
b310-093	272,07679	-23,97599	0,34928	16,31±0,14	1,56±0,20	0,86±0,11	1,25±0,15
b310-097	272,52979	-24,12898	1,10625	15,07±0,05	—	1,51±0,24	2,19±0,34
b310-098	272,57413	-24,13545	0,36339	15,31±0,06	2,66±0,16	1,42±0,38	2,06±0,55
b310-102	272,14258	-23,60754	0,43526	13,78±0,02	0,90±0,02	0,62±0,07	0,90±0,11
b310-104	272,17879	-23,59753	0,33719	16,11±0,12	1,24±0,15	0,64±0,07	0,93±0,10
b310-109	272,64449	-23,88306	0,50433	16,44±0,10	—	0,66±0,07	0,96±0,10
b310-112	272,68429	-23,75018	0,59593	15,06±0,05	1,15±0,06	0,72±0,09	1,04±0,13
b310-113	272,69290	-23,76985	0,73943	15,30±0,06	1,38±0,08	0,70±0,10	1,02±0,15
b310-127	272,14361	-24,75106	0,29727	16,50±0,17	1,04±0,20	0,55±0,08	0,80±0,11
b310-134	271,79446	-24,23587	1,73263	15,80±0,09	1,50±0,12	0,62±0,07	0,90±0,10
b310-138	272,33343	-24,53006	0,45790	14,69±0,03	0,88±0,04	0,65±0,06	0,95±0,09
b310-144	272,04449	-23,66959	0,60364	14,02±0,02	0,79±0,02	0,62±0,09	0,90±0,13
b310-149	272,59705	-24,01349	0,49356	15,41±0,06	1,43±0,08	0,70±0,11	1,02±0,16
b310-150	272,61655	-24,00538	0,54332	15,86±0,10	1,15±0,11	0,60±0,08	0,88±0,12
b310-157	272,66347	-24,10511	0,30278	14,69±0,03	1,41±0,04	0,70±0,08	1,02±0,11
b310-159	272,70838	-23,93108	0,63461	16,42±0,16	1,20±0,19	0,57±0,09	0,82±0,13
b310-163	272,33195	-23,41885	0,39106	15,22±0,06	1,67±0,08	0,87±0,15	1,27±0,21
b310-164	272,37878	-23,36820	0,38659	15,07±0,05	1,13±0,06	0,71±0,10	1,02±0,14
b310-166	272,84439	-23,73463	0,72155	16,14±0,12	0,92±0,14	0,58±0,07	0,84±0,11
b310-167	272,85310	-23,75120	0,60052	14,62±0,03	1,38±0,04	0,56±0,07	0,81±0,10
b310-168	272,85758	-23,68945	0,43174	14,48±0,03	0,96±0,03	0,55±0,08	0,80±0,11
b310-171	271,64964	-24,30483	0,52603	12,66±0,01	0,65±0,01	0,73±0,08	1,06±0,11
b310-172	271,76222	-24,47585	0,36705	15,96±0,10	1,18±0,13	0,75±0,09	1,09±0,13
b310-173	271,77672	-24,30480	1,42832	12,20±0,01	0,56±0,01	0,62±0,07	0,89±0,10
b310-180	272,29788	-24,61166	0,56158	15,48±0,07	0,93±0,08	0,54±0,06	0,78±0,09
b310-189	271,91825	-23,99116	0,35548	14,65±0,03	0,88±0,04	0,60±0,08	0,88±0,11
b310-197	271,99208	-24,06596	0,53031	12,78±0,01	0,84±0,01	0,67±0,09	0,98±0,13
b310-201	272,38183	-24,37079	1,41593	15,30±0,06	1,72±0,09	0,95±0,12	1,37±0,17
b310-203	272,42277	-24,40036	0,53192	14,98±0,04	1,39±0,06	0,90±0,09	1,30±0,13
b310-204	272,42456	-24,38547	0,60585	14,45±0,03	—	0,91±0,09	1,33±0,13
b310-208	272,41620	-23,91395	0,81730	14,56±0,03	1,84±0,05	0,90±0,17	1,31±0,25
b310-211	272,47629	-23,98593	0,40617	14,59±0,03	1,13±0,04	0,74±0,10	1,07±0,15
b310-222	272,12075	-23,40349	0,32763	14,21±0,02	1,46±0,03	0,85±0,15	1,23±0,22
b310-224	272,12657	-23,40442	1,02265	14,73±0,04	1,23±0,04	0,82±0,14	1,19±0,20
b310-225	272,12712	-23,24393	0,37959	16,27±0,08	—	0,65±0,10	0,94±0,15
b310-226	272,17160	-23,33962	0,76096	15,25±0,06	1,24±0,07	0,70±0,13	1,01±0,19
b310-228	272,62808	-23,62366	0,70909	16,30±0,14	1,29±0,18	0,79±0,10	1,14±0,15
b310-232	272,69033	-23,66245	1,31307	15,45±0,07	1,30±0,08	0,69±0,09	1,01±0,14
b310-233	272,74789	-23,56757	0,37734	15,80±0,09	1,03±0,11	0,60±0,08	0,87±0,12
b310-234	271,48519	-24,29371	0,79456	15,24±0,06	1,36±0,07	0,98±0,13	1,42±0,19
b310-251	271,72356	-23,98917	0,92717	15,16±0,04	—	0,65±0,10	0,94±0,15
b310-254	272,19637	-24,20073	0,25645	16,70±0,20	1,26±0,24	0,71±0,10	1,02±0,15
b310-255	272,30065	-24,29852	0,32617	16,00±0,11	1,04±0,13	0,66±0,06	0,95±0,09

Tabela 9: Continuação.

ID	RA [graus]	DEC [graus]	Period [dias]	$K_s$ [mag]	$(J - K_s)$ [mag]	$A_{K_s}$ [mag]	$E(J - K_s)$ [mag]
b310-256	272,37017	-24,19480	0,35332	14,86±0,04	1,54±0,05	0,81±0,10	1,17±0,14
b310-257	271,84754	-23,65731	0,98346	15,24±0,06	1,63±0,08	0,86±0,14	1,25±0,21
b310-259	271,89703	-23,65713	0,32019	13,83±0,02	0,93±0,02	0,71±0,09	1,03±0,13
b310-260	271,91711	-23,58875	0,77766	14,92±0,04	1,30±0,05	0,75±0,10	1,08±0,14
b310-267	272,04267	-23,59449	0,36370	15,37±0,06	1,08±0,07	0,64±0,10	0,93±0,14
b310-271	272,78700	-23,99384	0,51687	14,57±0,03	1,02±0,04	0,62±0,08	0,89±0,12
b310-272	272,39979	-23,52183	0,64650	15,14±0,05	1,11±0,06	0,88±0,25	1,28±0,37
b310-273	272,44286	-23,56450	0,50687	16,23±0,13	1,46±0,18	0,82±0,13	1,19±0,19
b310-274	272,48251	-23,58641	0,30832	16,16±0,13	1,35±0,16	0,96±0,23	1,40±0,33
b310-275	272,54935	-23,47133	0,99023	12,71±0,01	1,28±0,01	0,79±0,15	1,15±0,21
b310-276	272,55892	-23,56622	0,47570	15,89±0,10	2,60±0,25	1,11±0,21	1,61±0,31
b310-282	273,02303	-23,82756	0,26484	13,77±0,02	0,95±0,02	0,50±0,07	0,72±0,10
b310-303	272,03554	-24,19751	0,37541	16,86±0,23	0,87±0,26	0,74±0,09	1,08±0,13
b310-304	272,07250	-24,15921	1,39400	14,77±0,04	1,22±0,04	0,83±0,09	1,21±0,12
b310-306	272,12369	-24,11055	1,26208	14,94±0,04	1,53±0,06	0,91±0,11	1,32±0,16
b310-308	272,13474	-24,11196	0,87431	15,55±0,07	1,34±0,09	0,85±0,12	1,24±0,18

## B.2 DADOS DAS RR LYRAE

Tabela 10 – Dados gerais sobre as novas RRL. As coordenadas são J2000 dos catálogos do VVV bem como as magnitudes e cores (veja Seção 3.1). Para a determinação dos períodos veja a Seção 3.2. \*: Extinção e avermelhamento são valores integrados do BEAM (veja a Seção 4.3.4). Algumas das cores ( $J - K_s$ ) estão faltando por causa da falta da medida na banda  $J$  nos dados do VVV.

ID	RA [graus]	DEC [graus]	P [dias]	A [mag]	$K_s$ [mag]	$A_{K_s}$ [mag]	$(J - K_s)$	[Fe/H] [dex]
b294-RRL-0346	271,31371	-26,96752	0,53725	0,328	14,2655 ± 0,0021	0,202 ± 0,063*	—	-1,320
b294-RRL-0369	271,64290	-27,76339	0,46899	0,357	14,5753 ± 0,0032	0,143 ± 0,054*	—	-0,858
b296-RRL-0664	273,02646	-24,76318	0,60736	0,272	14,5453 ± 0,0016	0,482 ± 0,073*	—	-1,737
b296-RRL-0675	272,59326	-24,90916	0,62260	0,281	15,1387 ± 0,0019	0,453 ± 0,074*	—	-1,821
b296-RRL-0689	273,66712	-24,59826	0,50389	0,306	12,9237 ± 0,0013	0,305 ± 0,053*	—	-1,102
b296-RRL-0691	273,23127	-23,99231	0,65655	0,306	14,2703 ± 0,0013	0,385 ± 0,062*	—	-2,001
b296-RRL-0747	272,82646	-24,58430	0,42996	0,296	15,2999 ± 0,0023	0,986 ± 0,024	1,612	-0,563
b296-RRL-0758	273,58326	-24,00509	0,45295	0,298	14,6727 ± 0,0017	0,333 ± 0,068*	—	-0,740
b296-RRL-0764	273,20197	-24,60581	0,57721	0,285	14,5251 ± 0,0015	0,376 ± 0,061*	—	-1,564
b296-RRL-0765	273,25302	-24,60674	0,45828	0,274	14,8613 ± 0,0017	0,385 ± 0,019	0,751	-0,780
b307-RRL-0820	270,07043	-27,82055	0,60536	0,311	14,1444 ± 0,0016	0,326 ± 0,062*	—	-1,725
b307-RRL-0842	269,03310	-28,30939	0,51277	0,320	14,4713 ± 0,0018	0,513 ± 0,086*	—	-1,162
b307-RRL-0843	269,04925	-28,30392	0,51182	0,341	14,5572 ± 0,0015	0,489 ± 0,071*	—	-1,155
b308-RRL-1111	270,59505	-26,46607	0,47303	0,305	15,0383 ± 0,0021	0,495 ± 0,019	0,917	-0,888
b308-RRL-1187	270,47426	-26,42408	0,59483	0,270	14,1507 ± 0,0018	0,499 ± 0,017	0,964	-1,666
b308-RRL-1198	270,56833	-26,11353	0,47312	0,306	15,2278 ± 0,0022	0,723 ± 0,158*	—	-0,888
b308-RRL-1223	270,56132	-27,38180	0,58462	0,296	14,1344 ± 0,0021	0,382 ± 0,079*	—	-1,607
b308-RRL-1259	270,73808	-26,04552	0,68854	0,321	14,9341 ± 0,0019	0,788 ± 0,018	1,408	-2,163
b308-RRL-1261	271,16543	-26,26762	0,53150	0,290	13,8685 ± 0,0016	0,342 ± 0,045	—	-1,283
b308-RRL-1291	270,93794	-26,46503	0,57521	0,259	14,7053 ± 0,0017	0,552 ± 0,014	1,034	-1,552
b308-RRL-1292	270,47881	-25,83013	0,48037	0,276	14,1987 ± 0,0016	0,847 ± 0,114*	—	-0,940
b308-RRL-1294	270,51667	-25,84667	0,56830	0,291	14,7519 ± 0,0017	0,712 ± 0,046	—	-1,511
b308-RRL-1298	271,04411	-26,11627	0,58222	0,284	14,8679 ± 0,0018	0,938 ± 0,018	1,597	-1,593
b308-RRL-1302	269,98798	-26,76058	0,52841	0,211	14,3472 ± 0,0014	0,609 ± 0,013	1,102	-1,264
b308-RRL-1334	270,81923	-26,35758	0,58197	0,275	15,0645 ± 0,0022	0,460 ± 0,070*	—	-1,592
b308-RRL-1340	270,97234	-26,02397	0,48130	0,288	15,2652 ± 0,0024	0,899 ± 0,024	1,506	-0,946
b308-RRL-1362	270,59809	-26,82527	0,49878	0,358	14,3793 ± 0,0373	0,437 ± 0,074*	—	-1,068
b308-RRL-1368	270,30084	-26,21582	0,49757	0,360	15,1461 ± 0,0395	0,644 ± 0,088*	—	-1,059
b309-RRL-1396	271,17815	-24,75705	0,37598	0,357	15,4317 ± 0,0031	0,996 ± 0,022	1,603	-0,108
b309-RRL-1399	271,32782	-24,81700	0,57039	0,324	14,5668 ± 0,0018	0,662 ± 0,048	—	-1,523
b309-RRL-1414	271,12120	-26,01416	0,58377	0,297	14,8643 ± 0,0021	0,636 ± 0,140*	—	-1,602
b309-RRL-1435	271,17738	-25,09726	0,63485	0,352	14,9371 ± 0,0020	1,380 ± 0,020	2,254	-1,887
b309-RRL-1454	270,81818	-25,76382	0,49282	0,398	15,5231 ± 0,0037	0,943 ± 0,035	1,575	-1,027
b309-RRL-1472	271,24311	-25,03438	0,59070	0,224	14,7965 ± 0,0023	0,738 ± 0,129*	—	-1,642
b309-RRL-1473	271,27617	-24,99600	0,61978	0,296	14,9559 ± 0,0020	0,678 ± 0,123*	—	-1,805
b309-RRL-1478	271,48338	-24,60934	0,46144	0,353	15,4270 ± 0,0029	0,797 ± 0,104*	—	-0,803
b309-RRL-1484	270,85831	-25,69970	0,44353	0,362	14,8179 ± 0,0036	0,606 ± 0,099	1,066	-0,669
b309-RRL-1493	271,62696	-25,53565	0,55950	0,290	14,6777 ± 0,0021	0,397 ± 0,012	0,804	-1,458
b309-RRL-1496	271,61447	-25,23733	0,53644	0,301	14,8535 ± 0,0018	0,566 ± 0,013	1,042	-1,315
b309-RRL-1497	271,67288	-25,21583	0,58861	0,238	14,1650 ± 0,0013	0,569 ± 0,084*	—	-1,630
b309-RRL-1499	271,33900	-24,54607	0,58336	0,349	14,9050 ± 0,0019	1,717 ± 0,024	2,727	-1,600
b309-RRL-1503	271,98806	-24,88237	0,58980	0,366	14,8119 ± 0,0021	0,396 ± 0,062*	—	-1,637
b309-RRL-1512	270,99457	-25,27497	0,59067	0,248	14,4174 ± 0,0014	0,541 ± 0,015	1,023	-1,642
b310-RRL-1545	272,18491	-23,91646	0,57788	0,321	14,9491 ± 0,0019	1,010 ± 0,162*	—	-1,568
b310-RRL-1547	272,64683	-24,19656	0,69502	0,286	14,2449 ± 0,0014	1,103 ± 0,290*	—	-2,194

Tabela 10: Continuação.

ID	RA [graus]	DEC [graus]	P [dias]	A [mag]	$K_s$ [mag]	$A_{K_s}$ [mag]	$(J - K_s)$	[Fe/H] [dex]
b310-RRL-1548	272,69626	-24,19908	0,51162	0,233	15,0904 ± 0,0021	1,290 ± 0,021	2,085	-1,154
b310-RRL-1549	272,66990	-24,26950	0,57703	0,279	14,7980 ± 0,0018	0,755 ± 0,071*	—	-1,563
b310-RRL-1556	271,82002	-24,52541	0,42690	0,332	14,8614 ± 0,0023	0,874 ± 0,017	1,449	-0,539
b310-RRL-1561	271,92506	-24,62712	0,62288	0,412	14,7049 ± 0,0027	0,667 ± 0,073*	—	-1,822
b310-RRL-1570	272,55515	-24,61187	0,61339	0,312	14,7673 ± 0,0019	0,645 ± 0,013	1,180	-1,770
b310-RRL-1571	272,33863	-23,94085	0,44685	0,402	15,0963 ± 0,0030	0,957 ± 0,121*	—	-0,694
b310-RRL-1588	272,06167	-23,95698	0,45987	0,430	15,8765 ± 0,0035	1,347 ± 0,035	2,148	-0,792
b310-RRL-1589	272,05200	-24,00127	0,57181	0,277	15,0417 ± 0,0028	1,102 ± 0,086	1,831	-1,532
b310-RRL-1590	272,45500	-24,20007	0,75829	0,182	14,7256 ± 0,0016	0,886 ± 0,118*	—	-2,490
b310-RRL-1591	272,59737	-24,21353	0,47900	0,239	14,7089 ± 0,0027	1,365 ± 0,079	—	-0,930
b310-RRL-1612	272,20714	-23,68260	0,56234	0,281	14,8287 ± 0,0020	0,789 ± 0,021	1,374	-1,475
b310-RRL-1614	272,67147	-24,01706	0,83315	0,294	14,7270 ± 0,0020	0,555 ± 0,055*	—	-2,810
b310-RRL-1618	271,66559	-24,30511	0,48418	0,409	14,6657 ± 0,0023	0,742 ± 0,087*	—	-0,967
b310-RRL-1623	272,31464	-24,63230	0,60261	0,284	14,3346 ± 0,0014	0,544 ± 0,065*	—	-1,710
b310-RRL-1627	272,00397	-23,99355	0,47875	0,360	15,1473 ± 0,0022	0,793 ± 0,046	—	-0,928
b310-RRL-1628	272,42327	-24,26505	0,50514	0,286	14,8274 ± 0,0018	0,951 ± 0,108*	—	-1,111
b310-RRL-1629	272,33864	-23,94086	0,44685	0,323	15,1319 ± 0,0021	0,957 ± 0,121*	—	-0,694
b310-RRL-1631	272,50223	-24,00171	0,53168	0,283	15,3820 ± 0,0026	0,796 ± 0,019	1,374	-1,285
b310-RRL-1634	272,20133	-23,27363	0,44039	0,346	15,0620 ± 0,0020	1,061 ± 0,050	—	-0,645
b310-RRL-1647	271,87483	-23,64937	0,51335	0,351	15,5007 ± 0,0030	0,757 ± 0,104*	—	-1,165
b310-RRL-1650	271,99302	-23,72920	0,52301	0,287	14,6969 ± 0,0016	0,548 ± 0,092*	—	-1,229
b310-RRL-1664	272,14053	-24,07689	0,54083	0,294	14,9001 ± 0,0018	1,137 ± 0,017	1,873	-1,343
b310-RRL-1665	272,16054	-24,17486	0,59304	0,227	14,5730 ± 0,0016	0,806 ± 0,156*	—	-1,656

## APÊNDICE C – PROJEÇÃO DE COORDENADAS

Para transformar as distancias calculadas para as estrelas num sistema de coordenadas cartesianas com origem no centro Galáctico utilizando as equações:

$$r_x = d_{Sol-CG} - d \cos(b) \cos(l) \quad (74)$$

$$r_y = d \cos(b) \sin(l) \quad (75)$$

$$r_z = d \sin(b) \quad (76)$$

Essas projeções estão esquematizadas na Figura 67.

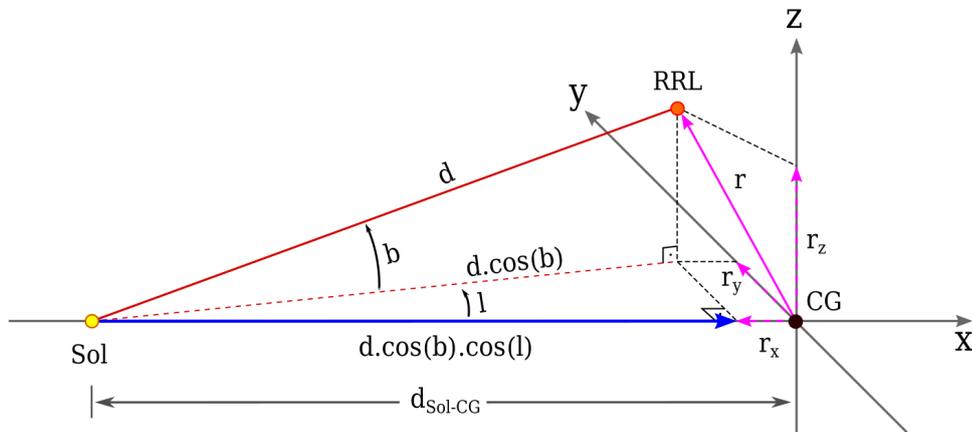


Figura 67 – Decomposição das coordenadas galácticas para cartesianas. O plano xy está orientado paralelamente ao plano Galáctico. O eixo z é perpendicular ao plano Galáctico.

## APÊNDICE D – DISTÂNCIA ÀS RED CLUMPS

Para estimar a posição da barra no Centro Galáctico seguimos o método de Minniti *et al.* (2011) e Alonso-García *et al.* (2017). Seleccionamos o ramo das gigantes vermelhas com um corte em cor e produzimos um histograma em magnitudes, como ilustrado na Figura 68. Ajustamos duas gaussianas e uma exponencial ao histograma, de onde identificamos os dois picos da distribuição das RCs, da barra e de uma segunda estrutura consistente com a posição do braço de Perseu. A distância das RCs estão projetadas, usando a longitude média do tile, na Figura 56. Os pontos da barra tem uma inclinação  $\sim 30^\circ$ , consistente com encontrado na literatura (ver Seção 2.2.3).

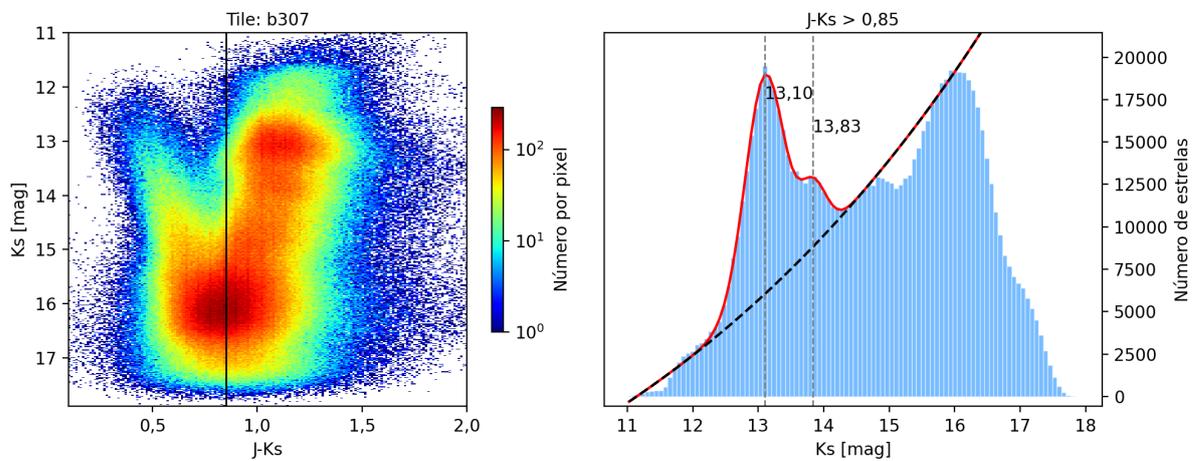


Figura 68 – Determinação da posição das RC no DCM. A linha vermelha corresponde ao ajuste de duas gaussianas mais uma exponencial (linha tracejada). As magnitudes dos picos das gaussianas estão marcadas com linhas verticais.