

Elizandra Martinazzi

**Estudo fotométrico e descoberta
de novas estrelas variáveis nos
Aglomerados Globulares
NGC 6397 e NGC 288**

Porto Alegre
2016

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

**Estudo fotométrico e descoberta
de novas estrelas variáveis nos
Aglomerados Globulares
NGC 6397 e NGC 288**

Elizandra Martinazzi

Tese de doutorado realizado sob orientação do Prof. Dr. Kepler de Souza Oliveira Filho, co-orientação do Prof. Dr. José Eduardo da Silveira Costa e apresentado ao curso de Pós-Graduação em Física em preenchimento dos requisitos para obtenção do título de Doutor em Física.

Porto Alegre, RS, Brasil
2016.

Agradecimentos

Agradeço de forma geral a todos que colaboraram para a realização deste trabalho; em particular, ao meu orientador professor Dr. Kepler de Souza Oliveira Filho pelo estímulo, compreensão e companheirismo para realização deste trabalho, assim como meu coorientador professor Dr. José Eduardo da Silveira Costa;

Aos meus pais e ao meu irmão, pelo apoio e compreensão da importância de minha formação acadêmica;

A todos os professores e colegas do Departamento de Astronomia,

A todos os meus amigos, colegas e alunos que de alguma maneira contribuíram com este trabalho.

Resumo

Neste trabalho, estudamos dois aglomerados globulares, o NGC 6397 com módulo de distância $(m - M) = 12,03 \pm 0,06$ mag e o NGC 288 com módulo de distância $(m - M) = 14,57 \pm 0,08$ mag. Para o NGC 6397, realizamos um estudo fotométrico em UBV com dados do ESO-VLT, obtendo a função de luminosidade corrigida por completeza. Observamos que próximo à região central do aglomerado, a função de luminosidade apresenta uma maior densidade de estrelas brilhantes do que a região mais externa. Calculamos os modelos projetado e deprojetado cobrindo todo o aglomerado. As formas dos perfis de brilho de superfície e densidade de número mostraram redução de luminosidade, demonstrando assim a segregação de massa. Assumindo a massa média total, estimamos o número de estrelas deste aglomerado. Para as séries temporais obtidas com o ESO-VLT, com ~ 11 h de imagens fotométricas utilizando o imageador FORS2 distribuídas ao longo de duas noites consecutivas, realizamos uma inspeção no aglomerado globular NGC 6397 para determinar a fração de estrelas variáveis. Analisando 9 868 curvas de luz de estrelas mais brilhantes do que magnitude 23 no filtro 465-nm, identificamos 412 novas estrelas variáveis com escala de tempos entre 0,004 e 2 dias. Além disso, realizamos uma análise da já conhecida binária eclipsante V4 no NGC 6397, obtendo massas $M_p = 0,76 \pm 0,02 M_\odot$ e $M_s = 0,73 \pm 0,02 M_\odot$ para as componentes primária e secundária e raios de $R_p = 1,01 \pm 0,10 R_\odot$ and $R_p = 0,99 \pm 0,10 R_\odot$. Analisando curvas de luz de 12 438 estrelas do NGC 288, descobrimos duas novas estrelas variáveis. Pela posição no Diagrama Cor-Magnitude, pelas características de variabilidade, classificamos as novas estrelas como SX Phe. Utilizamos os períodos de seis SX Phe já conhecidas anteriormente e das duas novas descobertas para estudar a relação período-luminosidade.

Abstract

In this work, we studied two globular clusters, NGC 6397 with distance modulus $(m - M) = 12.03 \pm 0.06$ mag and the NGC 288 with distance modulus $(m - M) = 14.57 \pm 0.08$ mag. For NGC 6397, we conducted a *UBV* photometric study with ESO-VLT data, obtaining the luminosity function corrected for completeness. We observe that near the central region of the cluster, the luminosity function has a greater density than the bright stars in the external region. We estimate the models projected and deprojected covering all cluster. The shapes of surface brightness profiles and number density showed reduced luminosity, thus demonstrating the mass segregation. Assuming the average total mass, we estimate the number of stars of this cluster. For the time series obtained with the ESO-VLT, with ~ 11 h photometric images using imaging FORS2 distributed over two consecutive nights, we determined the fraction of variable stars with mass. Analyzing 9 868 light curves of stars brighter than magnitude 23 in the filter 465-nm, we identified 412 new variable stars with scale times between 0.004 and 2 days. In addition, we analysed of already known eclipsing binary V4 in NGC 6397, obtaining masses $M_p = 0.76 \pm 0.02 M_\odot$ and $M_s = 0.73 \pm 0.02 M_\odot$ for the primary and secondary components and radii $R_p = 1.01 \pm 0.10 R_\odot$ and $R_p = 0.99 \pm 0.10 R_\odot$. Analyzing 12 438 light curves of NGC 288 stars, we discovered two new variable stars. The position in the CMD and the characteristics variabilities, we classified the new stars as SX Phe. We use the redetermined periods of six SX Phe already known and two new discoveries to study the period-luminosity relation.

Conteúdo

Conteúdo	IV
Lista de Figuras	VI
Lista de Tabelas	1
1 Introdução	2
1.1 Aglomerados Globulares	2
1.2 Os objetos de estudo	5
1.2.1 NGC 6397	5
1.2.2 NGC 288	7
1.3 Estrelas Variáveis	11
1.3.1 Anãs Brancas	13
1.3.2 RR Lyrae	15
1.3.3 SX Phoenicis	17
1.3.4 Sistemas binários	19
1.3.5 Estrelas com tipo espectral K e M	20
1.4 Visão geral da tese	21
2 Dados observacionais	22
2.1 Observação do NGC 6397	22
2.2 Observação do NGC 288	27
2.3 Redução de dados e fotometria	29
3 Anãs brancas no NGC 6397	40
3.1 Procedimentos Metodológicos	41
3.1.1 Transformada de Fourier	42
4 Segregação de Massa do NGC 6397	48
4.1 Função de Luminosidade	48

4.1.1	Diagrama Cor-magnitude	49
4.1.2	Anéis em torno do centro do NGC 6397	50
4.2	Deprojeção	54
4.2.1	Perfil de Brilho Superficial (PBS)	54
4.2.2	Perfil de Densidade Radial (PDR)	54
5	Novas variáveis no NGC 288	61
5.1	Estudos anteriores do NGC 288	61
5.2	Parâmetros do NGC 288	62
5.3	Procedimentos metodológicos	65
5.3.1	Índice E	65
5.4	Comparação com resultados anteriores	67
5.4.1	Novas variáveis	86
6	Novas variáveis no aglomerado globular NGC 6397	93
6.1	Estudos anteriores	93
6.2	Procedimentos metodológicos	97
6.3	Comparação das curvas de luz obtidas com resultados anteriores . . .	97
6.4	Estrelas variáveis de baixa massa no NGC 6397	108
7	Comentários finais	112
	Bibliografia	115
A	Apêndice	129
A.1	Artigo: Segregação de Massa no NGC 6397	129
A.2	Artigo: Novas variáveis SX Phe no aglomerado globular NGC 288 . .	129

Lista de Figuras

- 1.1 Imagem ilustrativa da localização dos aglomerados globulares na Via Láctea. O aglomerado mais distante está a aproximadamente 120 kpc do centro galáctico, fora dos limites da figura. Acessado em 15/04/2016: www2.astro.psu.edu/users/cpalma/astro10/class13.html. 3
- 1.2 A figura mostra a distribuição de metalicidades para os aglomerados globulares da Via Láctea. O aglomerado globular NGC 6397 é um aglomerado de baixa metalicidade e o NGC 288 é um aglomerado de metalicidade intermediária. Acessado em 15/04/2016: ned.ipac.caltech.edu/level5/Harris2/Harris1.html. 4
- 1.3 Diagrama Hertzsprung-Russell (HR) com a isócrona calculada por Aaron Dotter em 2008, publicada em Richer et al. (2008), para o NGC 6397 com metalicidade $[Fe/H] = -1,89$ e com índice de idade 12 Giga anos. Esta isócrona foi utilizada em nosso trabalho por ser a primeira isócrona calculada que se estende até o limite inferior da queima de hidrogênio, para massas de $0,08 M_{\odot}$. Usamos o termo índice de idade para descrever a idade do modelo teórico, que pode ser diferente da idade real do aglomerado, por limitações nos modelos. 6
- 1.4 Diagrama Hertzsprung-Russell (HR) mostrando a isócrona de melhor ajuste utilizada em nosso trabalho, calculada para nossos dados do NGC 288, com $[Fe/H] = -1,1 \pm 0,1$ (sem a cor U-B), índice de idade de 13,5 Giga anos, $[E(B-V)]=0,05$ e $(m-M)_0 = 14,57 \pm 0,08$ 10
- 1.5 Classificações de alguns tipos de estrelas variáveis e suas localizações no diagrama HR. Adaptada de Jeffery & Saio (2016). 12
- 1.6 Os quatro primeiros espectros com fluxo em unidades arbitrárias, de anãs brancas obtidos para um aglomerado globular (o NGC 6397). As temperaturas sugerem que três (WF2-479, WF2-51 e WF2-846) das quatro candidatas estão na faixa de instabilidade das ZZ Ceti. Adaptado de: Moehler et al. (2000). 14

1.7	Curvas de luz dobradas em fase nas bandas V e I das duas RR Lyr encontradas no aglomerado globular NGC 288, adaptado de Arellano Ferro et al. (2013d). Em azul as curvas de Kaluzny et al. (1997) para as mesmas estrelas.	16
1.8	Curvas de luz dobradas em fase nas bandas V e I das SX Phe do aglomerado globular NGC 288, adaptado de Arellano Ferro et al. (2013d). Em verde, dados de Kaluzny et al. (1997).	18
1.9	Acima, representação de um sistema binário eclipsante mostrando as estrelas primária e secundária. Abaixo, curva de luz indica as fases das variações de brilho durante os eclipses.	19
2.1	Diagrama de cobertura para as duas noites de observação com tempos de integração de 60, 80 e 170 s. Foram obtidas ao todo cerca de 10 h de observação distribuídas ao longo de aproximadamente 30 h.	22
2.2	Acima, o campo da imagem correspondente ao CCD1, cobrindo $6,8' \times 3,9'$, obtida com o VLT. O centro do aglomerado está à direita e acima da imagem. O norte está na parte superior e o leste à esquerda. Abaixo, o campo da imagem corresponde ao CCD2, cobrindo $6,8' \times 2,9'$, obtida com o VLT. Esta imagem está ao sul da imagem do CCD1, tendo a mesma orientação.	24
2.3	Localização da posição do nosso campo em relação ao centro do aglomerado. O retângulo superior corresponde ao CCD1. O diagrama no canto superior esquerdo mostra a localização do NGC 6397 em coordenadas equatoriais. As estrelas marcadas na figura são estrelas já conhecidas. A distância do centro do aglomerado ao canto superior direito da imagem do CCD1 é de aproximadamente $1'$. Adaptado de SIMBAD <i>astronomical database</i>	25
2.4	Variação do <i>seeing</i> (qualidade da imagem, em segundos de arco) durante as duas noites de observação do NGC 6397. Acima a primeira noite, abaixo a segunda noite.	26
2.5	Campo das imagens de observação do NGC 288, cobrindo $5' \times 5'$ do aglomerado, centradas no centro do aglomerado.	28
2.6	A fotometria por abertura contabiliza as contagens dentro do círculo centrado no centroide do objeto. A contribuição do céu é calculada com base na amostra de céu dentro do anel circular externo.	31
2.7	Perfil da distribuição de brilho de uma estrela, obtida com o ajuste de PSF através do IRAF.	32

2.8	Variação da massa de ar na observação do NGC 6397 ao longo de cada uma das noites; acima, a primeira noite, abaixo, a segunda. O tempo inicial corresponde à $JD = 2\,455\,038.507350$	33
2.9	Variação da massa de ar ao longo da noite de observação do NGC 288.	34
2.10	Incertezas em magnitude na fotometria por PSF para os dados do NGC 6397 em função da magnitude aparente para os filtros B e V. O acúmulo de pontos em torno de magnitude 19, é devido à saturação nas imagens de 120 e 300 s.	35
2.11	Incertezas em magnitudes na fotometria por PSF para os dados do NGC 6397 em função da magnitude no filtro 465, utilizado na construção das curvas de luz para a busca de estrelas variáveis do referido aglomerado. A linha vertical mostra o limite inferior de magnitude que utilizamos para a busca de novas estrelas variáveis neste trabalho.	36
2.12	Incertezas em magnitudes na fotometria por PSF para os dados do NGC 288 em função da magnitude aparente para os filtros U, B, V e R.	36
2.13	Imagem de 300 s de exposição do NGC 6397 obtida com o VLT, mostrando as raias de difração de estrelas mais brilhantes. As raias giram ao longo da noite, passando sobre estrelas vizinhas e introduzindo variações sistemáticas em suas curvas de luz.	37
2.14	Exemplo de curva de luz das duas noites de observação de uma estrela não variável, mostrando os efeitos da contaminação causados pelas raias de difração de uma estrela brilhante vizinha, na imagem, durante as duas noites observação do NGC 6397, acima a primeira noite, abaixo a segunda noite.	38
2.15	Exemplo de curva de luz das duas noites de observação de um exemplo de estrela variável durante as duas noites observação do NGC 6397, acima a primeira noite, abaixo a segunda noite.	38
2.16	Variação do brilho do céu ao longo de cada uma das duas noites para o filtro <code>FILT_465_250</code> durante as duas noites observação do NGC 6397, acima a primeira noite, abaixo a segunda noite.	39
3.1	Localização no campo de parte da imagem do CCD1 das quatro anãs brancas com espectros estudados por Moehler et al. (2000).	40
3.2	Diagrama cor magnitude do NGC 6397, apresentando a localização das três anãs brancas com espectros estudados por Moehler et al. (2000).	41

3.3	Curva de luz da anã branca WF2-479 obtida no filtro 465 a partir de nossas observações durante as duas noites observação do NGC 6397, acima a primeira noite, abaixo a segunda noite.	43
3.4	Curva de luz da anã branca WF2-51 obtida no filtro 465 a partir de nossas observações, durante as duas noites observação do NGC 6397, acima a primeira noite, abaixo a segunda noite.	44
3.5	Curva de luz da anã branca WF2-846 obtida no filtro 465 a partir de nossas observações, durante as duas noites observação do NGC 6397, acima a primeira noite, abaixo a segunda noite.	45
3.6	Transformadas de Fourier das curvas de luz de três anãs brancas do NGC 6397, dentro da faixa de instabilidade das DAs. A linha tracejada mostra o limite de 3 vezes a amplitude média (linha sólida), correspondente a um nível de confiança de 99%.	46
3.7	Transformada de Fourier da curva de luz de cada noite de observação da anã branca WF2-846. Na primeira noite (acima), o pico de período 2 150 s ($465\mu\text{Hz}$) é 2,9 vezes maior que a amplitude média. Na segunda noite (abaixo) de observação, sua amplitude é menor, apenas 2,0 vezes a amplitude média.	47
4.1	Função de luminosidade nos filtros B e V para os dados do NGC 6397 obtidos com o ESO-VLT. Observa-se que há uma diferença entre o número de estrelas mais brilhantes entre cada um dos dois CCDs.	48
4.2	Diagrama cor-magnitude utilizado para descartar os possíveis objetos não pertencentes ao aglomerado, onde em preto aparecem os objetos rejeitados e em cinza (no painel da direita) os objetos definidos como membros do aglomerado.	49
4.3	Anéis em torno do centro da NGC 6397. O anel interno encontra-se a aproximadamente ~ 1 arcmin do centro do aglomerado (0,72 pc). A linha a tracejado indica a separação entre CCD1 (acima) e CCD2 (abaixo). O número de estrelas encontradas em cada anel é mostrado à direita de cada anel, e no interior do oitavo.	50
4.4	Função de luminosidade para cada anel, normalizado pelo bin de maior valor, ainda não corrigido por completeza. As incertezas representativas são mostradas no topo painel.	51
4.5	Completeza no filtro V obtida para cada anel. As barras de erro representam incertezas de $\pm 1\sigma$	52

4.6	Função de luminosidade para cada anel no filtro V, normalizado pelo maior valor, após a correção por completeza. Novamente se observa que as estrelas brilhantes são mais abundantes perto do centro do aglomerado.	53
4.7	Perfil de brilho de superficial: função ajustada e os dados utilizados neste trabalho para determinar a densidade de luminosidade do NGC 6397. O perfil de King (linha pontilhada) para a luminosidade não se ajusta com o perfil observado. O melhor ajuste usado neste trabalho são os polinômios de Chebyshev (linha tracejada), semelhante a Trager et al. (1995). A linha vertical pontilhada indica o raio de maré e a linha sólida, a densidade de luminosidade das estrelas de campo da Via Láctea.	55
4.8	Perfil de Densidade Radial do NGC 6397, usando os dados de Drukier et al. (1993) (quadrados), dados do ESO-VLT (triângulos) e WFPC2 data (estrelas), que ajustam um perfil king (linha pontilhada). A linha vertical tracejada indica o raio de maré.	56
4.9	Perfil de brilho superfície no filtro V (painel esquerdo) e o densidade-número radial (painel da direita) como função radial R . As linhas tracejadas representam as funções de entrada (PBS e PDR) e as linhas contínuas representam os perfis projetados e reprojatados. Os dados se encaixam a partir do raio de maré para baixo para 1 arcsec de arco para ambas as funções.	58
4.10	Densidade de luminosidade deprojetada $\rho_V(r)$ no filtro V (painel da esquerda) e densidade-número $\rho_N(r)$ (painel da direita) como função de r	58
4.11	Razão entre $\rho_V(r)$ e $\rho_N(r)$ através da magnitude média \bar{V} de estrelas do aglomerado. As linhas superior e inferior representam $\pm 1\sigma$	59
4.12	Função de luminosidade convertida em massa (em unidades de massas solares). As linhas superior e inferior representam $\pm 1\sigma$	60

5.1	Diagrama cor-magnitude para o NGC 288 nos filtros U, B e V, mostrando a localização das estrelas variáveis já conhecidas e as duas novas descobertas (V11 e V12). A linha pontilhada mostra a linha de tendência média. A linha contínua mostra a isócrona de melhor ajuste, através da qual foram obtidos os parâmetros de metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}] = -1,1 \pm 0,1$, avermelhamento $E(\text{B}-\text{V}) = 0,02 \pm 0,01$ magnitudes, módulo de distância $(m-M)_0 = 14,57 \pm 0,08$ magnitudes e parâmetro de idade 13,5 Gyr. O CMD com cor (B-V) foi corrigido pelo mapa de avermelhamento diferencial (Bonatto et al., 2013). A linha tracejada mostra o ajuste com $[\text{Fe}/\text{H}] = -1,1 \pm 0,1$ e $(m-M)_0 = 14,72 \pm 0,01$	63
5.2	Mapa de avermelhamento diferencial $E(\text{B}-\text{V})$ para o aglomerado globular NGC 288 construído por Bonatto et al. (2013).	64
5.3	Distribuição dos valores do índice E_B em função da magnitude média no filtro B das nossas curvas de luz. As estrelas marcadas são as já conhecidas no aglomerado globular NGC 288 e nossas duas novas descobertas.	66
5.4	Curva de luz dobrada em fase da variável V2 na banda-V com período de 16,266 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997).	71
5.5	Curva de luz dobrada em fase da variável V2, obtida a partir de nossos dados para o filtro B. Não é possível fazer uma comparação direta com a curva de luz obtida por Kaluzny et al. (1997) pois foram obtidas com filtros diferentes.	71
5.6	Transformada de Fourier da curva de luz da estrela variável V2, indicando período de ~ 8 h e um período secundário de $\sim 3,2$ h. A linha contínua representa o valor médio $\langle A \rangle$ da amplitude dos picos. A linha tracejada indica o nível de $3\langle A \rangle$ usado como limite de detecção.	72
5.7	Curva de luz dobrada em fase da variável V3 na banda-V com período de 10,32 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997).	73
5.8	Curva de luz em fase dobrada da variável V3, obtida a partir de nossos dados para o filtro B.	73
5.9	Transformada de Fourier da curva de luz da variável V3, indicando período principal com frequência $23,7 \pm 0,6 \mu\text{Hz}$ acima, e um pico secundário na transformada aparece com frequência de $174 \pm 3 \mu\text{Hz}$, abaixo.	74

- 5.10 Curva de luz dobrada em fase da variável V4, na banda-V com período de 1,8976 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997). 75
- 5.11 Curva de luz no filtro B obtida a partir dos nossos dados para a variável V4. A linha contínua mostra nosso ajuste multi-periódico não-linear, através do qual foram obtidos os períodos $P_0 = 1,88 \pm 0,01$ h, $P_1 = 0,95 \pm 0,01$ h, $P_2 = 0,63 \pm 0,01$ h e $P_3 = 0,47 \pm 0,01$ h. 76
- 5.12 Processo de branqueamento da Transformada de Fourier da curva de luz da variável V4. A transformada de Fourier da curva de luz original apresenta um pico principal de frequência $f_0 = 147,8 \pm 0,2$ μ Hz ($P_0 = 1,88 \pm 0,01$ h), um segundo pico com $f_1 = 293,6 \pm 0,5$ μ Hz ($P_1 = 0,95 \pm 0,01$ h), um terceiro com $f_2 = 439,3 \pm 1,0$ μ Hz ($P_2 = 0,63 \pm 0,01$ h) e um quarto pico com frequência de $f_3 = 585,0 \pm 2,5$ μ Hz ($P_3 = 0,47 \pm 0,01$ h) indicados na figura. A linha contínua representa o valor médio $\langle A \rangle$ da amplitude dos picos. A linha tracejada indica o nível de $3\langle A \rangle$ usado como limite de detecção. 77
- 5.13 Curva de luz da dobrada em fase da variável V5 na banda-V com período de 1,225 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997). 78
- 5.14 Curva de luz da variável V5. A linha contínua mostra o ajuste multi-periódico não-linear, ajustando os períodos $P_0 = 1,22 \pm 0,01$ h e $P_1 = 0,96 \pm 0,01$ h. 78
- 5.15 Processo de branqueamento da Transformada de Fourier da curva de luz da variável V5. O pico de alta amplitude tem frequência de $f_0 = 227,0 \pm 0,5$ μ Hz ($P_0 = 1,22 \pm 0,01$ h). Um segundo pico tem frequência $f_1 = 290,3 \pm 2$ μ Hz ($P_1 = 0,96 \pm 0,01$ h). A linha contínua representa o valor médio $\langle A \rangle$ da amplitude dos picos. A linha tracejada indica o nível de $3\langle A \rangle$ assumido como limite de detecção. 79
- 5.16 Curva de luz da dobrada em fase da variável V6 na banda-V com período de 1,61328 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997). 80
- 5.17 Curva de luz com nosso ajuste da variável V6, obtendo períodos $P_0 = 1,60 \pm 0,01$ h, $P_1 = 0,80 \pm 0,01$ h e $P_2 = 0,54 \pm 0,01$ h, através do ajuste multi-periódico não-linear, linha contínua. 81

- 5.18 Processo de branqueamento da Transformada de Fourier da curva de luz da variável V6 a partir de nossos dados para o filtro B, indicado um pico de alta amplitude com frequência de $f_0 = 174,1 \pm 0,6 \mu\text{Hz}$ ($P_0 = 1,60 \pm 0,01 \text{ h}$). Um segundo pico é obtido com frequência $f_1 = 345,8 \pm 1,1 \mu\text{Hz}$ ($P_1 = 0,80 \pm 0,01 \text{ h}$). Um terceiro pico é encontrado com frequência $f_2 = 513,9 \pm 2,7 \mu\text{Hz}$ ($P_2 = 0,54 \pm 0,01 \text{ h}$). Os períodos estão indicados na figura. A linha contínua representa o valor médio $\langle A \rangle$ da amplitude dos picos. A linha tracejada indica o nível de $3\langle A \rangle$ assumido como limite de detecção. 81
- 5.19 Curva de luz da dobrada em fase da variável V7, na banda-V com período de 0,959 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997). 82
- 5.20 Curva de luz da variável V7 na banda B. A linha contínua mostra o ajuste multi-periódico não-linear, com um período de $P_0 = 0,96 \pm 0,01$ horas. 83
- 5.21 Curva de luz da dobrada em fase da variável V8 na banda-V com período de 1,1167 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997). 84
- 5.22 Curva de luz da variável V8 no filtro B, onde a linha contínua mostra o ajuste multi-periódico não-linear com um período principal de $P_0 = 1,12 \pm 0,01$ horas. 85
- 5.23 Curva de luz da dobrada em fase da variável V8 na banda-V com período de 0,945 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997). 86
- 5.24 Curva de luz da variável obtida a partir dos nossos dados para a variável V9 no filtro B. A linha contínua mostra o ajuste multi-periódico não-linear, com períodos $P_0 = 0,98 \pm 0,01 \text{ h}$, $P_1 = 0,68 \pm 0,02 \text{ h}$ e $P_2 = 0,93 \pm 0,01 \text{ h}$ 88
- 5.25 Curva de luz na banda-V da nova variável V11 classificada como SX Phe. A linha contínua mostra o ajuste multi-periódico não-linear com períodos $P_0 = 1,02 \pm 0,01 \text{ h}$, $P_1 = 0,68 \pm 0,01 \text{ h}$ e $P_2 = 0,84 \pm 0,01 \text{ h}$ 89
- 5.26 Processo de branqueamento da Transformada de Fourier da curva de luz da variável V11 classificada como SX Phe. A TF mostra um pico de alta amplitude com frequência de $f_0 = 273,4 \pm 1,7 \mu\text{Hz}$ ($P_0 = 1,02 \pm 0,01 \text{ h}$) e amplitude de $1,7 \pm 0,1 \text{ mma}$, um período secundário de $f_1 = 408,7 \pm 1,6 \mu\text{Hz}$ ($P_1 = 0,68 \pm 0,01 \text{ h}$) e amplitude de $1,2 \pm 0,1 \text{ mma}$ e outro com $f_2 = 331,7 \pm 3,2 \mu\text{Hz}$ ($P_2 = 0,84 \pm 0,01 \text{ h}$) e amplitude de $0,6 \pm 0,1 \text{ mma}$. Os períodos estão indicados na figura. 89

5.27	Curva de luz dobrada em fase na banda-V da nova variável V12 classificada como SX Phe. A linha contínua mostra o ajuste multi-periódico não-linear com períodos $P_0 = 1,02 \pm 0,01$ h e $P_1 = 0,68 \pm 0,01$ h.	90
5.28	Processo de branqueamento da Transformada de Fourier da curva de luz da variável V5. Um pico de alta amplitude é obtido com frequência de $f_0 = 266,0 \pm 3,3$ μ Hz ou $P_0 = 1,04 \pm 0,02$ horas e outro com $f_1 = 400,8 \pm 2,1$ μ Hz ou $P_1 = 0,69 \pm 0,01$ horas. Os períodos são apontados na figura. A linha contínua representa o valor médio $\langle A \rangle$ da amplitude dos picos. A linha tracejada indica o nível de $3\langle A \rangle$ usado como limite de detecção.	90
5.29	Relação Período-Brilho para o modo fundamental (P_0) das estrelas variáveis SX Phe do aglomerado globular NGC 288, e os três primeiros harmônicos P_1 , P_2 e P_3	92
6.1	Distribuição das variáveis do NGC 6397 no mosaico do HST ACS/WFC com filtro $H\alpha$. O círculo verde interno representa o raio do núcleo do aglomerado com $5,5''$ e o círculo externo, o raio de meia massa de $2,33'$. O retângulo representa o campo do CCD1 de nossas imagens. Adaptado de: Cohn et al. (2010).	94
6.2	Ampliação da região interna da Figura 6.1, contendo $1' \times 1'$. O círculo representa o raio do núcleo do NGC 6397 com $5,5''$. Adaptado de: Cohn et al. (2010).	96
6.3	Posições das variáveis já conhecidas no NGC 6397 no nosso campo de observação do CCD1.	96
6.4	Distribuição dos valores do índice E em função da magnitude média no filtro 465 nm das nossas curvas de luz. Em cinza todas as estrelas, em preto as classificadas como variáveis.	98
6.5	Distribuição de probabilidade de variabilidade no filtro 465nm do NGC 6397. A parte superior mostra todos os 9 868 estrelas estudadas. Painel inferior mostra um zoom da região com probabilidade acima de 99,9%, contendo 412 estrelas variáveis. O painel do lado direito mostra a frequência de distribuição de probabilidade em função do número de estrelas.	99

6.6	Acima, a curva de luz dobrada em fase da variável V14 (ou U81) de Kaluzny & Thompson (2003), Cohn et al. (2010) na banda-V, com período de ~ 8 h. Abaixo, a curva de luz da variável V14 (ou U81) no filtro 465. Obtivemos um período de $8,5 \pm 0,1$ h. A magnitude média é de $19,9 \pm 0,4$. A linha contínua mostra a modelagem de variação.	101
6.7	Transformada de Fourier da variável V14, indicando uma periodicidade de $8,5 \pm 0,35$ h indicado na figura. A linha tracejada indica o nível de detecção 3 vezes a amplitude média (linha contínua).	102
6.8	Acima - Curvas de luz dobrada em fase obtida de Kaluzny & Thompson (2003) e Cohn et al. (2010) da variável V17 (U76). Abaixo - Curva de luz a partir dos nossos dados no filtro 465 somente da primeira noite de observações. A linha contínua mostra a modelagem de variação.	103
6.9	Acima - Curvas de luz na banda-V da variável V35 (U14). Adaptado de Kaluzny et al. (2006). Abaixo - Nossa curva de luz dobrada em fase da variável V35 (ou U14), com período de $4,8 \pm 0,2$ h e magnitude média no filtro 465 de $17,5 \pm 0,3$. A linha contínua mostra nossa modelagem de variação.	104
6.10	Curva de luz dobrada em fase da estrela variável V4. A linha contínua mostra o modelo ajustado obtido utilizando PHOEBE. No topo está a curva de luz com ajuste com nossos dados, na parte inferior, a curva de luz com os dados de Kaluzny (1997) dados.	105
6.11	Representação das fases de interação do sistema binário eclipsante V4 mostrando as fases das duas estrelas.	106
6.12	Posições das estrelas variáveis nas imagens obtidas com o ESO-VLT para o NCG 6397 (círculos vermelhos). Na parte superior, está a imagem do CCD1, na parte inferior, do CCD2. A linha tracejada mostra o limite entre os dois CCDs.	109
6.13	Os painéis (a), (b) e (c) são exemplos de curvas de luz de estrelas variáveis selecionadas; (d) mostra uma estrela típica não variável, enquanto (e) é um exemplo de uma curva de luz contaminada pelas raias de difração de estrelas brilhantes nas proximidades. Estas últimas foram eliminadas por inspeção visual.	110
6.14	Distribuição de magnitude com relação ao número de estrelas normais e o número de estrelas variáveis.	111

-
- 6.15 Fração de variáveis em função da massa das estrelas para o NGC 6397 com magnitude entre 17 e 23 (no filtro 465 nm). As massas foram estimadas a partir da isócrona calculada por A. Dotter (2008). A depressão em torno de $0,45 M_{\odot}$ corresponde à região onde há forte absorção molecular nas atmosferas estelares. 111

Lista de Tabelas

1.1	Parâmetros físicos do NGC 6397.	8
1.2	Parâmetros físicos do NGC 288.	9
2.1	Característica dos filtros padrões do FORS2, sendo λ_0 o comprimento de onda central [Manual ESO FORS (2008), Very Large Telescope, Paranal Science Operations].	23
2.2	Série de imagens para os CMDs do NGC 288.	27
2.3	Comprimento de onda central λ_0 e largura das bandas passantes dos filtros Bessel U, B, V e R.	29
5.1	Parâmetros das variáveis já conhecidas no NGC 288.	67
5.2	Magnitudes aparentes das variáveis conhecidas nos diferentes filtros utilizados na observação do NGC 288.	68
5.3	Frequências de pulsação nos nossos dados das variáveis já conhecidas do NGC 288	69
5.4	Comparação entre os períodos das estrelas variáveis encontrados em estudos anteriores sem incertezas publicadas, com os períodos obtidos neste estudo.	70
5.5	Frequências de pulsação das novas estrelas variáveis encontradas no NGC 288	87
5.6	Parâmetros fotométricos obtidos para as duas novas variáveis V11 e V12 identificadas nestre trabalho.	87
6.1	Variáveis já conhecidas no NGC 6397 dentro do campo de nossas imagens.	95
6.2	Parâmetros obtidos para a binária eclipsante V4	107

Capítulo 1

Introdução

1.1 Aglomerados Globulares

Aglomerados globulares são agregações estelares que estão localizados no halo galáctico, formados por milhares ou milhões de estrelas e estão entre os sistemas mais antigos da nossa Galáxia (e.g. Kowalski, 2007). Provavelmente todas as estrelas nascem em aglomerados. Mesmo estrelas que hoje estão isoladas, como o nosso Sol, foram formadas como parte de uma associação ou de um aglomerado que se dispersou.

A Figura 1.1 ilustra a distribuição dos aglomerados globulares da Via Láctea. Nossa galáxia possui 162 aglomerados globulares conhecidos, sendo que mais de 100 deles são massivos, isto é, têm massa $\geq 10^5 M_{\odot}$ (Beck, 2015, e.g.). O mais distante aglomerado globular conhecido (AM-1) está a 120 kpc do Sol. Cerca de 2/3 estão dentro do círculo solar (~ 8 kpc do centro galáctico) e somente 8 além dos 30 kpc do centro galáctico (Harris, 1996). A Figura 1.2 mostra a distribuição de metalicidades para os aglomerados globulares da Via Láctea. O aglomerado globular NGC 6397 é um aglomerado de baixa metalicidade e o NGC 288 é um aglomerado de metalicidade intermediária.

Contrariamente ao que ocorre em aglomerados abertos, que tendem a se dissolver, a maioria das estrelas dos aglomerados globulares tendem a permanecer nesses sistemas devido à intensa interação gravitacional. Entretanto, o aglomerado pode sofrer perda ou acréscimo de massa quando ocorrem efeitos de força de maré em sua órbita através do disco da Galáxia, e mesmo evaporação. Provavelmente os aglomerados tinham mais estrelas quando se formaram.

Por serem numerosos e formados por populações estelares quase homogêneas, aproximadamente mesma idade e composição química inicial, o estudo de aglomera-

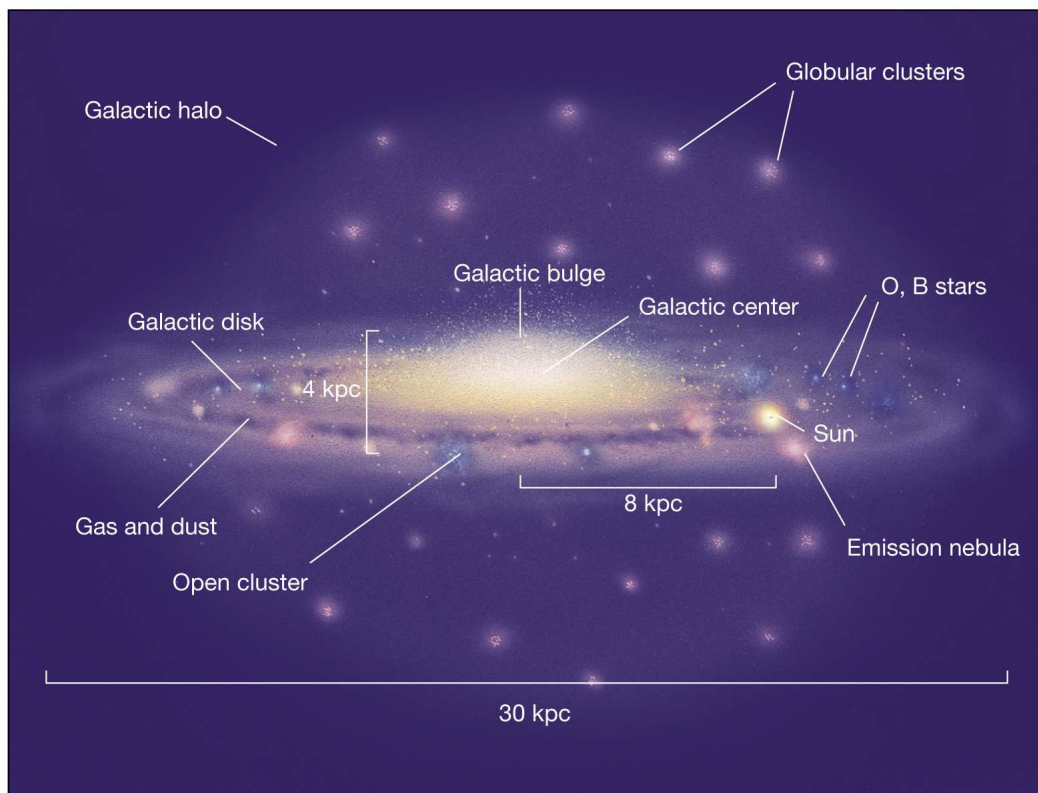


Figura 1.1: Imagem ilustrativa da localização dos aglomerados globulares na Via Láctea. O aglomerado mais distante está a aproximadamente 120 kpc do centro galáctico, fora dos limites da figura. Acessado em 15/04/2016: www2.astro.psu.edu/users/cpalma/astro10/class13.html.

dos globulares é de relevante importância em astronomia, pois fornece dados fundamentais para a formulação e testes de modelos de formação e evolução estelar, bem como para melhor compreender a estrutura, formação e evolução da Galáxia (e.g. Bica et al., 2006, Heyl et al., 2012a).

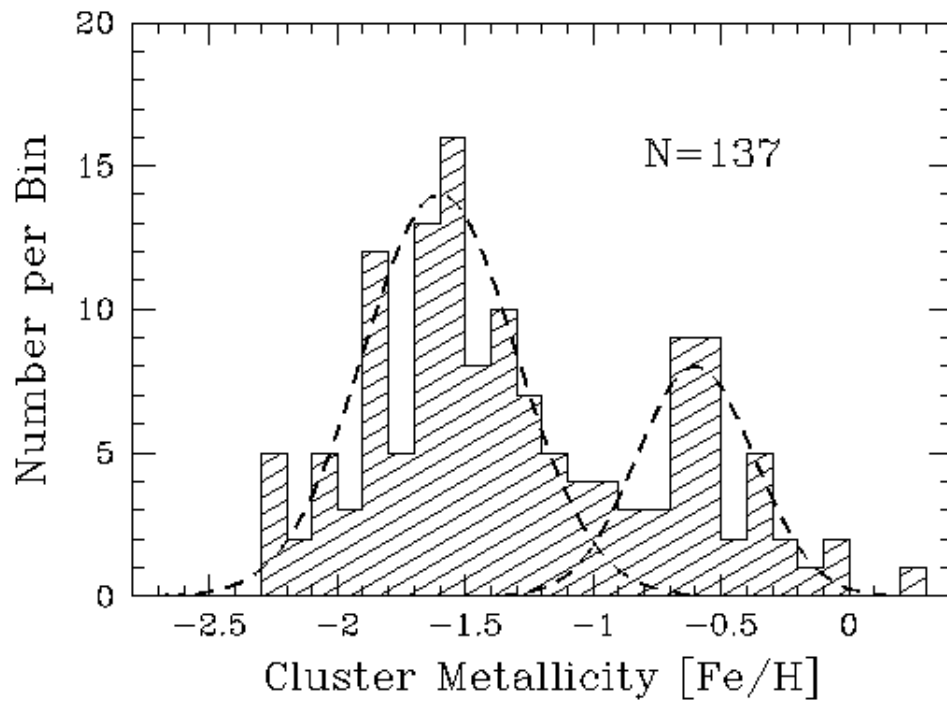


Figura 1.2: A figura mostra a distribuição de metalicidades para os aglomerados globulares da Via Láctea. O aglomerado globular NGC 6397 é um aglomerado de baixa metalicidade e o NGC 288 é um aglomerado de metalicidade intermediária. Acessado em 15/04/2016: ned.ipac.caltech.edu/level5/Harris2/Harris1.html.

1.2 Os objetos de estudo

Neste trabalho foi realizado um estudo fotométrico de dois aglomerados globulares: NGC 6397 e NGC 288.

Uma das motivações que nos levaram a estudar o NGC 6397 foi o fato de que as primeiras observações espectroscópicas de anãs brancas em um aglomerado globular foram realizadas neste aglomerado por Moehler et al. (2000). Ao analisar os espectros obtidos com o telescópio de 8,2 m VLT/ESO, Moehler et al. (2000) verificaram que três das anãs brancas no NGC 6397 estão provavelmente dentro da faixa de instabilidade das DAVs, anãs brancas pulsantes com atmosfera com predominância de hidrogênio. Por isso, nosso primeiro objetivo foi testar a variabilidade destas candidatas a DAVs.

O outro objeto de estudo, o aglomerado globular NGC 288 possui poucas estrelas variáveis de curto período conhecidas. Além disso, apresenta uma baixa densidade de estrelas no núcleo, não possuindo um campo tão populoso quanto o NGC 6397. Estas características nos motivaram a buscar por novas candidatas a estrelas variáveis neste aglomerado.

1.2.1 NGC 6397

O aglomerado globular NGC 6397 está localizado ao sul da constelação de Ara, estando centrado em A.R. = 17h 40m 42,09 s e DEC. = $-53^{\circ}40'27,6''$ (J2000) (Goldsbury et al., 2010). Foi descoberto por Nicholas Louis de la Caille durante seus dois anos de permanência no Cabo da Boa Esperança entre 1751 e 1752 (Richer et al., 2008).

NGC 6397, juntamente com NGC 6121 (M4), é um dos dois aglomerados mais próximos do Sol (Richer et al., 2013). Sua proximidade possibilita estudar as estrelas mais fracas e, por isso, muitos estudos concentraram-se neste aglomerado (Heyl et al., 2012a). A proximidade favorece, por exemplo, o estudo da sequência de esfriamento de anãs brancas e até mesmo o efeito da cristalização do núcleo de anãs brancas com liberação de calor latente [Hansen et al. (2007), Winget et al. (2009)]. NGC 6397 também é conhecido por ser um aglomerado de baixa metalicidade, com $[\text{Fe}/\text{H}] = -2,120 \pm 0,002$ (Husser et al., 2016).

A metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}]$, representa o logaritmo da razão entre a abundância de ferro em relação ao hidrogênio contida na estrela e a abundância do Sol, ou seja:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = \log(N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}})_{\text{estrela}} - \log(N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}})_{\odot}$$

onde N_{Fe} representa o número de átomos de ferro e N_H o de hidrogênio por unidade de volume. Assim, $[Fe/H]=2$ significa uma abundância de ferro aproximadamente 100 vezes maior do que a no Sol.

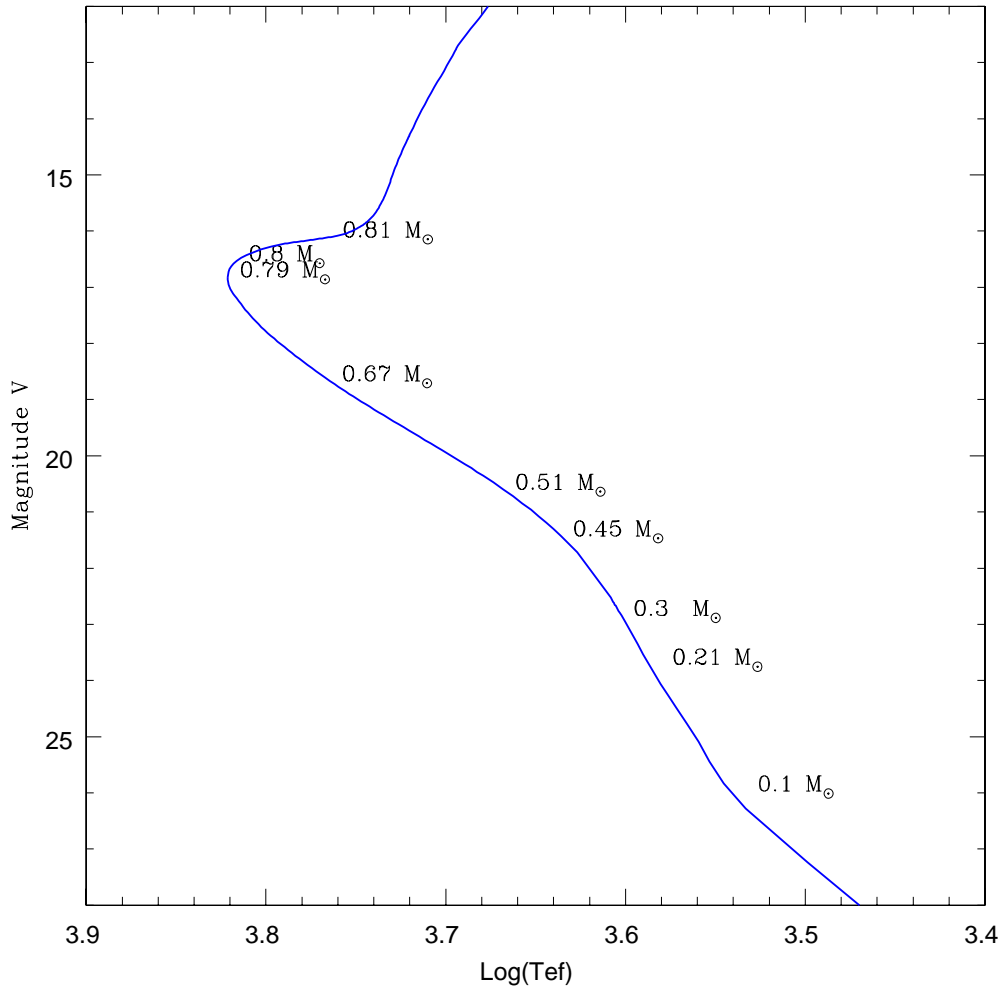


Figura 1.3: Diagrama Hertzsprung-Russell (HR) com a isócrona calculada por Aaron Dotter em 2008, publicada em Richer et al. (2008), para o NGC 6397 com metalicidade $[Fe/H] = -1,89$ e com índice de idade 12 Giga anos. Esta isócrona foi utilizada em nosso trabalho por ser a primeira isócrona calculada que se estende até o limite inferior da queima de hidrogênio, para massas de $0,08 M_{\odot}$. Usamos o termo índice de idade para descrever a idade do modelo teórico, que pode ser diferente da idade real do aglomerado, por limitações nos modelos.

A Tabela 2 lista os valores para alguns parâmetros físicos do NGC 6397. Em algumas referências não constam as incertezas. Na Figura 1.3 é mostrada a isócrona calculada por Aaron Dotter em 2008 para o NGC 6397 e publicada em Richer et al. (2008), para metalicidade $[Fe/H] = -1,89$ e com idade de 12 bilhões anos. Esta

isócrona foi utilizada em nosso trabalho por ser a primeira isócrona calculada que se estende até o limite inferior da queima de hidrogênio, para massas de $0,08 M_{\odot}$, em função da magnitude V e da temperatura. Para o NGC 6397 foi estimado um raio do núcleo de $5,5''$ (Cohn et al., 2010) e constatada uma substancial segregação de massa (Martinazzi et al., 2014), que será discutida no capítulo 4.

1.2.2 NGC 288

O aglomerado globular NGC 288, descoberto pelo astrônomo William Herschel em 1785, está situado na direção do Pólo Sul Galático (Alcaino, 1975) na constelação de Sculptor com A.R. = $00h 52m 45,24 s$ e DEC. = $-26^{\circ}34'57,4''$ (J2000). O NGC 288 exibe dois diferentes ramos de gigantes vermelhas (*red giant branches* - RGBs) e metalicidade espectroscópica $[Fe/H] = -1,39 \pm 0,01$ (Shetrone & Keane, 2000).

Na Tabela 1.2, são apresentados alguns parâmetros físicos do NGC 288. Na Figura 1.4 é mostrada a isócrona que utilizamos nessa tese para este aglomerado. A isócrona que melhor se ajustou aos nossos dados do NGC 288 foi uma isócrona do *Dartmouth Stellar Evolution Database* (Dotter et al., 2008), mas com metalicidade média de $[Fe/H] = -1,1 \pm 0,1$, índice de idade de 13,5 Giga anos, $[E(B-V)] = 0,05$ e módulo de distância de $(m-M)_0 = 14,57 \pm 0,08$. Usamos o termo índice de idade para descrever a idade do modelo teórico, que pode ser diferente da idade real do aglomerado, por limitações nos modelos. Por exemplo, antes da inclusão nos modelos da difusão na sequência principal, os índices de idade estavam sobre-estimados em cerca de 2×10^9 anos.

O NGC 288 é um aglomerado que possui baixa densidade central de estrelas. De acordo com Arellano Ferro et al. (2013b), em 1943 foi descoberta sua primeira variável irregular (V1) (Oosterhoff, 1943) com período de aproximadamente 103 dias. A segunda variável encontrada (V2) foi uma RR Lyrae (Hollingsworth & Liller, 1977), com período de 16,25 h.

A descoberta de novas variáveis foi relatada por Kaluzny (1996), que apresentou curvas de luz de duas RR Lyrae (a V2 já conhecida e a V3) e quatro novas SX Phoenicis (V4, V5, V6 e V7). Pouco tempo depois, Kaluzny et al. (1997) relataram a descoberta de três novas variáveis: duas SX Phe (V8 e V9) e uma binária de contato (V10), com variações menores do que 0,1 magnitude e com período de 10,5 h.

Arellano Ferro et al. (2013e) utilizaram diferentes estratégias para buscar por novas variáveis no NGC 288 em 5525 curvas de luz obtidas com o telescópio de 2,0m do *Indian Astronomical Observatory* (IAO), localizado em Hanle, Índia. Não

Parâmetro	NGC 6397	Referência
Distância (kpc)	$2,2 \pm 0,05$	Heyl et al. (2012a)
	$2,75 \pm 0,15$	Reid & Gizis (1998)
Módulo de distância	$12,07 \pm 0,06$	Gratton et al. (2003)
	$12,03 \pm 0,06$	Hansen et al. (2007)
E(F606W-F814W)	$0,20 \pm 0,03$	Hansen et al. (2007)
$[Fe/H]$	$-2,120 \pm 0,002$	Husser et al. (2016) (espectroscopia)
Idade (Giga anos)	12 ± 1	Gratton et al. (2003)
	$11,7 \pm 0,3$	Hansen et al. (2013)
V(TurnOff)	$16,56 \pm 0,02$	Gratton et al. (2003)
Magnitude absoluta V	-6,58	Rosenberg et al. (2000)
	-7,02	Strickler et al. (2009)
Raio do núcleo	3"	Trager et al. (1995)
	5,5"	Cohn et al. (2010)
Raio de meia luz	2,9'	Trager et al. (1995)
Avermelhamento A_V	0,56	Strickler et al. (2009)

Tabela 1.1: Parâmetros físicos do NGC 6397.

Parâmetro	NGC 288	Referência
Distância (kpc)	$8,9 \pm 0,3$	Arellano Ferro et al. (2013b)
Módulo de distância	$14,57 \pm 0,08$	Martinazzi et al. (2015)
	14,84	Piotto et al. (2015)
$[Fe/H]$	$-1,1 \pm 0,1$	Martinazzi et al. (2015) (fotometria)
	$-1,22 \pm 0,07$	Carretta et al. (2009) (espectroscopia)
Idade (Giga anos)	$11,43 \pm 0,46$	Harris (1996), 2010 edition
V(TurnOff)	$16,56 \pm 0,02$	Harris (1996), 2010 edition
Magnitude absoluta V	-6,75	Harris (1996), 2010 edition
Raio do núcleo	1,35"	Harris (1996), 2010 edition
Raio de meia luz	2,23'	Harris (1996), 2010 edition
Avermelhamento A_V	0,05	Martinazzi et al. (2015)
	0,03	Piotto et al. (2015)

Tabela 1.2: Parâmetros físicos do NGC 288.

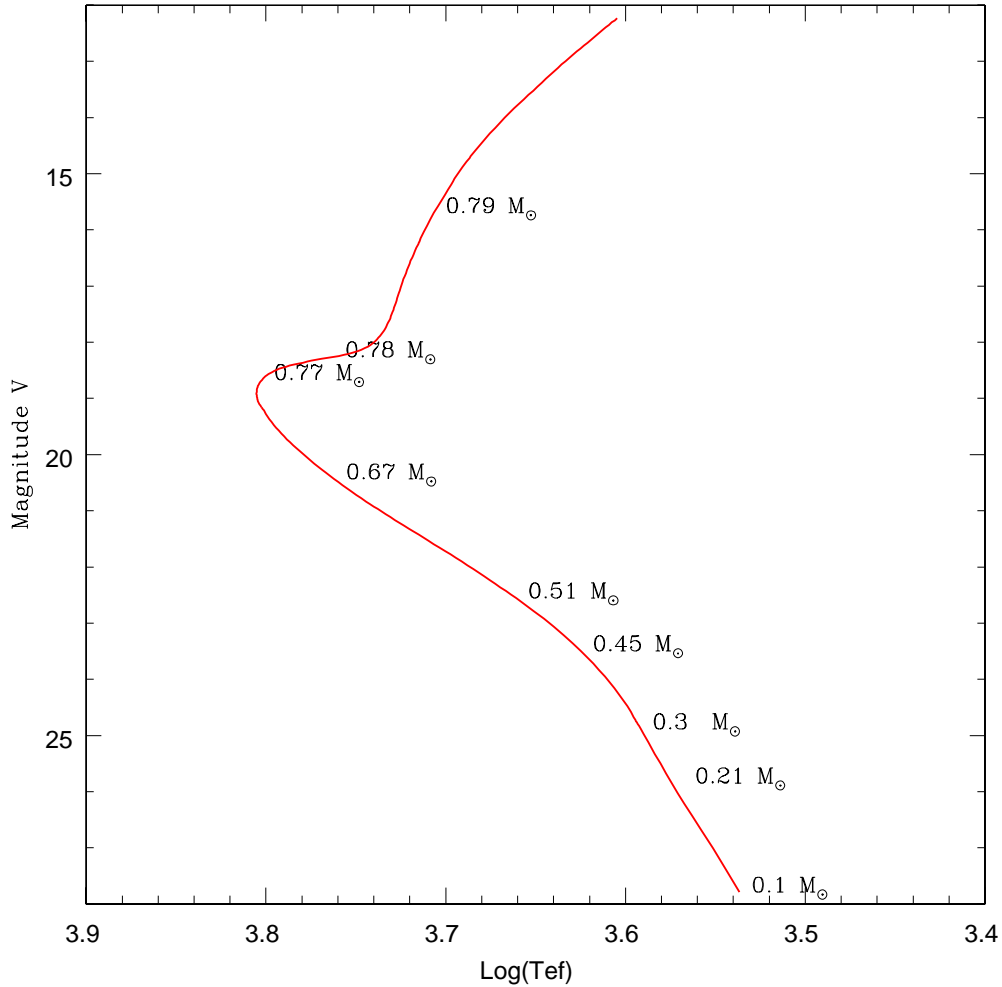


Figura 1.4: Diagrama Hertzsprung-Russell (HR) mostrando a isócrona de melhor ajuste utilizada em nosso trabalho, calculada para nossos dados do NGC 288, com $[Fe/H] = -1,1 \pm 0,1$ (sem a cor U-B), índice de idade de 13,5 Giga anos, $[E(B-V)]=0.05$ e $(m-M)_0 = 14,57 \pm 0,08$.

encontram novas variáveis, mas combinaram seus dados com dados anteriores da literatura para refinar a determinação das periodicidades das variáveis já conhecidas.

Objetivos

O objetivo principal de nosso trabalho é procurar por novas estrelas variáveis periódicas, com períodos menores do que dois dias, bem como variáveis não periódicas nos aglomerados globulares NGC 6397 e NGC 288. A busca é feita através da análise das curvas de luz obtidas a partir de séries temporais de imagens. A importância de

estudar estrelas variáveis é que também é possível obter dados sobre as propriedades da estrela, tais como massa, raio, luminosidade, temperatura, estrutura interna e externa, composição e evolução, e é possível usar essas informações para entender outras estrelas. O estudo de estrelas variáveis como anãs brancas pulsantes, RR Lyrae, estrelas sdB, cefeidas anãs, variáveis cataclísmicas de curto período e binárias de curto período em aglomerados globulares, é de grande importância pois podem ser utilizadas como indicadores de distância e seu estudo permite estimativas independentes da idade dos aglomerados, assim como pode fornecer a estrutura interna e os estágios de evolução das estrelas contidas no aglomerado.

1.3 Estrelas Variáveis

Estrelas variáveis apresentam variações mensuráveis de seu brilho (e.g. Le-doux & Walraven, 1955). Durante sua evolução, as estrelas atravessam diferentes faixas de instabilidade no diagrama de Hertzsprung-Russell (HR), como mostrado na Figura 1.5, quando apresentam variabilidade em seu brilho.

As estrelas variáveis podem ser classificadas em duas categorias:

- variáveis intrínsecas: estrelas cuja variação de luminosidade se deve a mudanças em propriedades físicas da própria estrela. Exemplo: variáveis pulsantes, eruptivas, cataclísmicas e supernovas;
- variáveis extrínsecas: estrelas cuja variabilidade é causada por agentes externos. Exemplo: binárias eclipsantes. Em sistemas binários eclipsantes a variação do brilho se deve a ocultações, totais ou parciais, de uma estrela por uma companheira.

As pulsações podem ser detectadas em uma ampla gama de escalas de tempo, desde milissegundos, como nos pulsares, minutos, no caso das anãs brancas e das sub-anãs, até anos, como nas gigantes vermelhas (e.g. Ramsay et al., 2011).

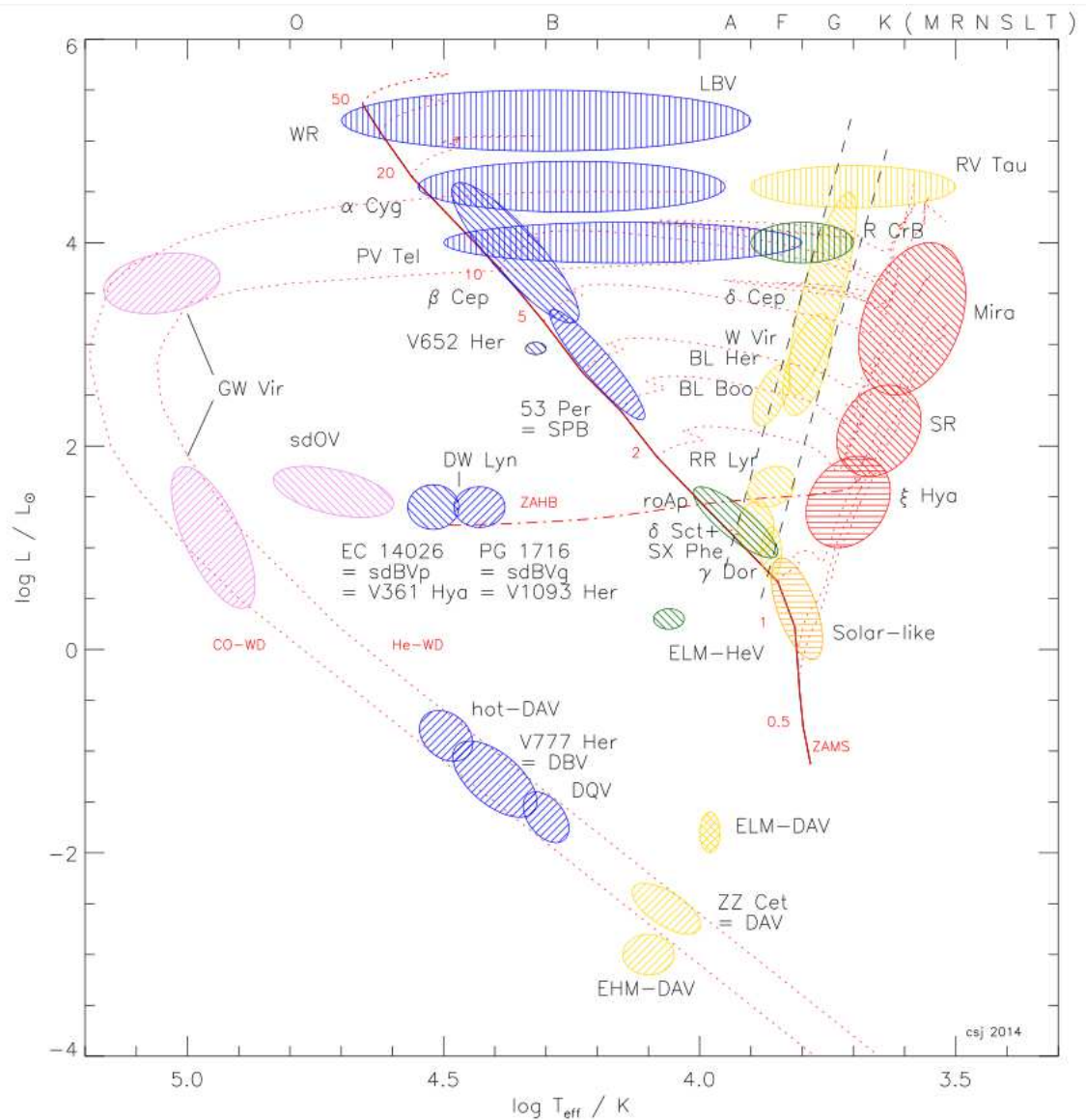


Figura 1.5: Classificações de alguns tipos de estrelas variáveis e suas localizações no diagrama HR. Adaptada de Jeffery & Saio (2016).

1.3.1 Anãs Brancas

O estudo de estrelas anãs brancas é importante no contexto de evolução estelar [e.g. Winget & Kepler (2008), Fontaine & Brassard (2008), Althaus et al. (2010)] uma vez que anãs brancas são o estágio final de evolução de estrelas com massa inicial de até de $8,5 \pm 1,5 M_{\odot}$ [e.g. Smartt et al. (2009), Williams et al. (2009), Fontaine et al. (2001)], o que corresponde a aproximadamente 97% de todas as estrelas.

Na fase evolutiva de anãs brancas, as estrelas apresentam uma estrutura mais simples em comparação com fases anteriores, porque estão basicamente apenas esfriando e a sedimentação já levou os elementos mais pesados para as camadas mais internas.

As ZZ Ceti (ou DAVs) são anãs brancas com atmosfera de hidrogênio (DAs) pulsantes que formam um numeroso grupo de estrelas variáveis degeneradas. Atualmente, cerca de 160 DAVs são conhecidas. São observadas dentro de uma estreita faixa de temperatura, entre $9\,100 \leq T_{\text{ef}} \leq 12\,300$ K [e.g. Bergeron et al. (2004)], incluindo as anãs brancas com massas extremamente baixas [Hermes et al. (2012), Hermes et al. (2013)]. Esta região corresponde à faixa de instabilidade causada pela camada de ionização parcial do hidrogênio na base da zona de convecção.

Anãs brancas variáveis são multi-periódicas, nos permitindo ter acesso a uma descrição mais detalhada de sua estrutura interna (e.g. Castanheira & Kepler, 2008, Romero et al., 2013, 2015), pois cada modo de pulsação fornece uma medida independente de suas propriedades internas.

Em 2000, Moehler et al. publicaram espectros de anãs brancas no aglomerado globular NGC 6397. Foram os primeiros espectros de anãs brancas em um aglomerado globular. Os espectros, mostrados na Figura 1.6, foram obtidos com um dos telescópios de 8,2m do VLT (*Very Large Telescope*) do ESO. A comparação dos espectros observados com espectros obtidos a partir de modelos de atmosferas de anãs brancas permite a determinação da temperatura (T_{ef}) e aceleração da gravidade ($\log g$). As temperaturas sugerem que três das quatro candidatas a anãs brancas estejam na faixa de instabilidade das ZZ Ceti. No entanto, devido à baixa razão sinal/ruído, os resultados apresentados por Moehler et al. (2000) são preliminares, necessitando novos espectros de melhor qualidade para proporcionar medidas mais precisas.

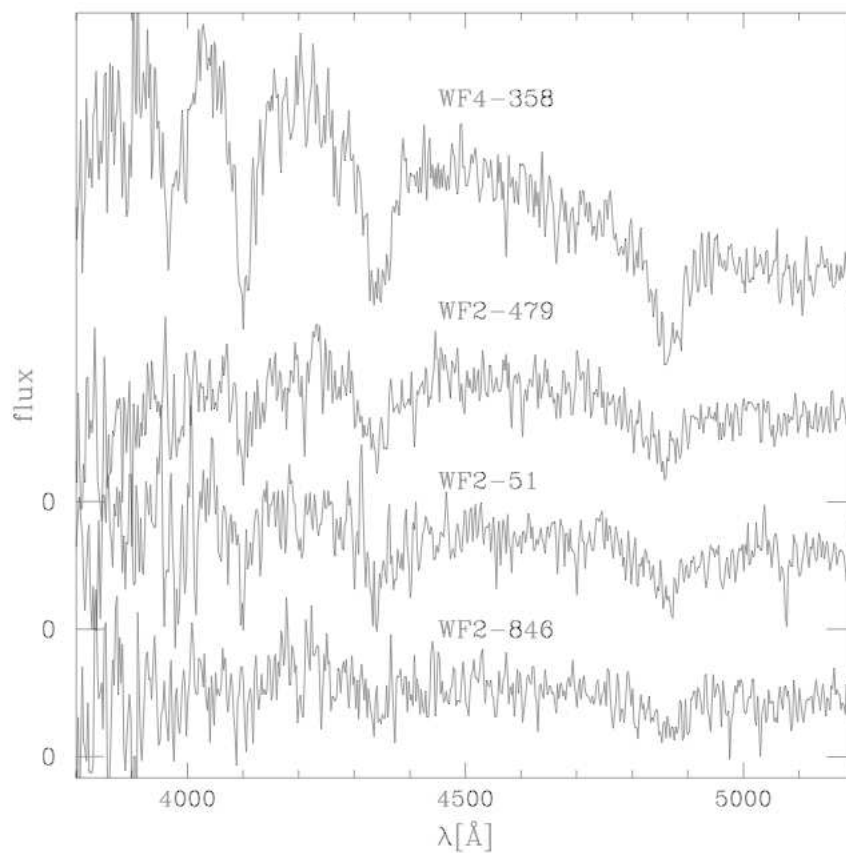


Figura 1.6: Os quatro primeiros espectros com fluxo em unidades arbitrárias, de anãs brancas obtidos para um aglomerado globular (o NGC 6397). As temperaturas sugerem que três (WF2-479, WF2-51 e WF2-846) das quatro candidatas estão na faixa de instabilidade das ZZ Ceti. Adaptado de: Moehler et al. (2000).

1.3.2 RR Lyrae

As estrelas RR Lyrae (RR Lyr) estão passando por uma faixa de instabilidade localizadas no Ramo Horizontal (*Horizontal Branch* - HB) no diagrama cor-magnitude dos aglomerados. RR Lyr são estrelas que já saíram da Sequência Principal, tendo massa próxima a $0,5 M_{\odot}$ e período de pulsação entre 0,5 e 1 dia (e.g. Bramich et al., 2012). A relação período-luminosidade é utilizada como um indicador de distância (e.g. Caputo, 2012), independente do avermelhamento. Entretanto existe pelo menos uma RR Lyr com massa medida por binariedade, com $0,26 M_{\odot}$ (Pietrzyński et al., 2012).

Na literatura há muitos relatos de descobertas de RR Lyrae em diversos aglomerados globulares. Elas têm sido objeto de estudo por mais de século (e.g. Kains et al., 2015). Kains et al. (2013) detectaram no aglomerado globular M30 (NGC 7099) 2 novas variáveis RR Lyrae, estimando os parâmetros desse aglomerado a partir de séries temporais fotométricas. Kunder et al. (2013) relatam no NGC 2808 a descoberta de uma RR Lyrae a partir de observações abrangendo um intervalo de 28 anos. Kheilo (2013) estudou 10 variáveis RR Lyrae no M92 (NGC 6341) com dados obtidos a partir de observações realizadas pelo autor.

Arellano Ferro et al. (2013a) e Arellano Ferro et al. (2004), apresentaram as curvas de luz nas bandas V e R de 15 RR Lyrae no NGC 4147 e as curvas de luz para as bandas V e I de uma RR Lyrae do NGC 5024 (M53) e outras variáveis como SX Phe [Arellano Ferro et al. (2013c), Arellano Ferro et al. (2012), Arellano Ferro et al. (2011)].

O NGC 288 possui duas RR Lyrae conhecidas, uma foi descoberta por Hollingsworth & Liller (1977) e a outra por Kaluzny (1996). Suas curvas de luz são mostradas na Figura 1.7. O estudo de Arellano Ferro et al. (2013d) concluiu que o censo de RR Lyrae no aglomerado globular NGC 288 estaria completo.

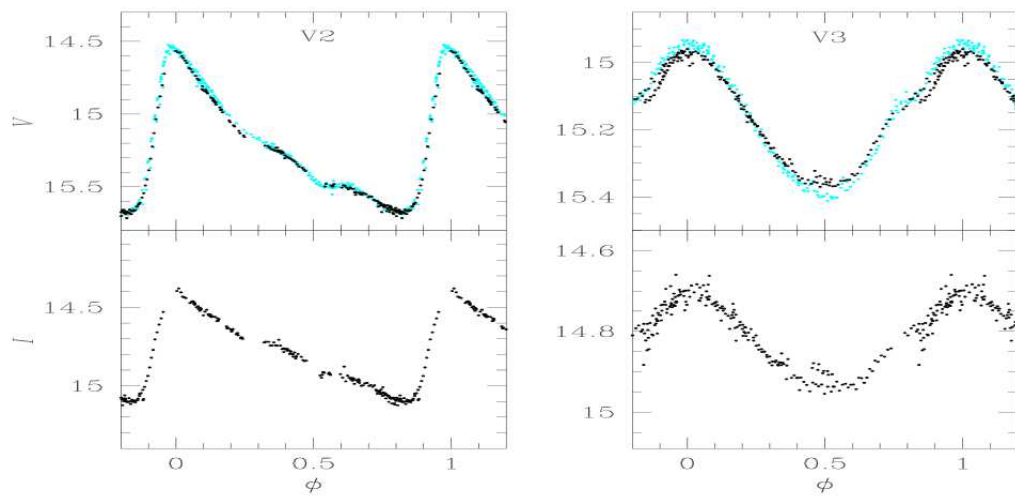


Figura 1.7: Curvas de luz dobradas em fase nas bandas V e I das duas RR Lyr encontradas no aglomerado globular NGC 288, adaptado de Arellano Ferro et al. (2013d). Em azul as curvas de Kaluzny et al. (1997) para as mesmas estrelas.

1.3.3 SX Phoenicis

Estrelas variáveis SX Phoenicis (SX Phe) são um tipo de estrelas variáveis que semelhante às RR Lyrae e Cefeidas, também são boas indicadoras de distância.

Os modos fundamentais de pulsação das SX Phe têm períodos entre 1,0 e 1,75 horas (frequência fundamental entre 160 e 280 μHz) (McNamara, 1995). As SX Phe possuem massa entre 1,0 e 1,3 M_{\odot} (McNamara, 2011) e constituem um grupo de variáveis pulsantes pobres em metal na região da faixa de instabilidade das δ Scuti (Rolland et al., 1991). Enquanto as δ Scuti são estrelas de População I, as SX Phoenicis são de População II. No diagrama cor-magnitude, estão localizadas na região das estrelas *blue-stragglers* (rejuvenecidas azuis), logo acima do *Turn-off point* (ponto de saída da sequência principal).

As variáveis SX Phe ainda não são totalmente compreendidas pela teoria de evolução estelar. Uma hipótese para explicar sua origem seria a formação da estrela pela fusão de estrelas pré-existentes (Blake et al., 2000).

Algumas SX Phe foram observadas pulsando somente no modo fundamental, enquanto outras apresentam também um primeiro sobretom (McNamara, 1997). Uma razão constante foi observada entre o modo fundamental o primeiro sobretom e entre o período secundário e seu primeiro sobretom (Petersen et al., 2000). Gilliland et al. (1998) sugerem que características dos modos de pulsação, como amplitude e período são afetadas pela metalicidade das estrelas. Essa dependência com a metalicidade é sustentada por Santolamazza et al. (2001) que encontram diferenças entre os períodos de pulsação ao comparar modelos ricos e modelos pobres em metais. Para modelos de metalicidade solar, as razões são $P_1/P_0 = 0,773$ e $P_2/P_1 = 0,803$ (McNamara, 2011).

Figuera Jaimes et al. (2013) apresentaram uma nova variável de longo período e duas novas SX Phe no aglomerado globular NGC 7492, e McCombs et al. (2013) relatam a descoberta de uma provável SX Phoenicis no M107 (NGC 6171). Kopacki & Pigulski (2012) obtiveram resultados preliminares na análise da fotometria nas bandas V e I do aglomerado globular M79 (NGC 1904) de seis novas pulsantes, dentre as quais três estrelas SX Phe.

No aglomerado globular NGC 288, existiam seis SX Phe relatadas até o nosso estudo. Suas curvas de luz são mostradas na Figura 1.8.

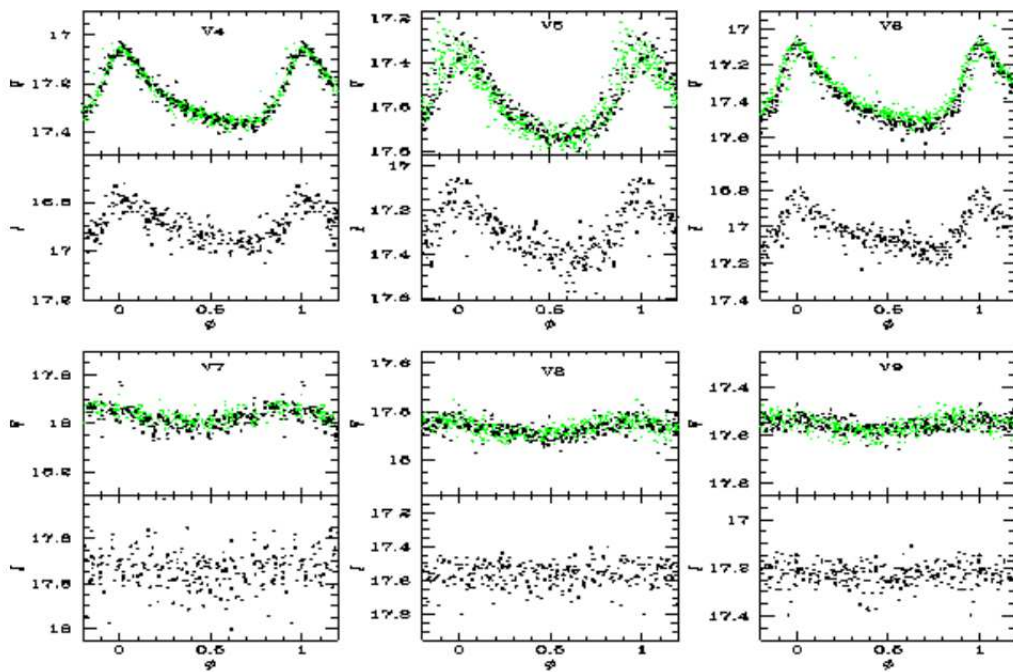


Figura 1.8: Curvas de luz dobradas em fase nas bandas V e I das SX Phe do aglomerado globular NGC 288, adaptado de Arellano Ferro et al. (2013d). Em verde, dados de Kaluzny et al. (1997).

1.3.4 Sistemas binários

Sistemas binários têm um impacto crucial na dinâmica e evolução de aglomerados globulares. Observações têm mostrado que os aglomerados globulares possuem um número substancial de binárias, a maioria dos quais provavelmente primordial, isto é, tiveram sua origem juntamente com a formação do aglomerado (e.g. Hut et al., 1992). Análises dos CMDs fornecem uma ferramenta eficiente para estudar a sua população de binárias dos aglomerados globulares (e.g. Romani & Weinberg, 1991, Bolte, 1991, Richer et al., 1996, Ivanova & Rasio, 2004, Milone et al., 2016)

Algumas variáveis são sistemas binários eclipsantes. Esta situação ocorre quando o plano orbital do sistema binário está aproximadamente alinhado com a linha de visada e as estrelas se eclipsam, fazendo com que o fluxo de luz observado diminua durante os eclipses, como ilustrado na Figura 1.9.

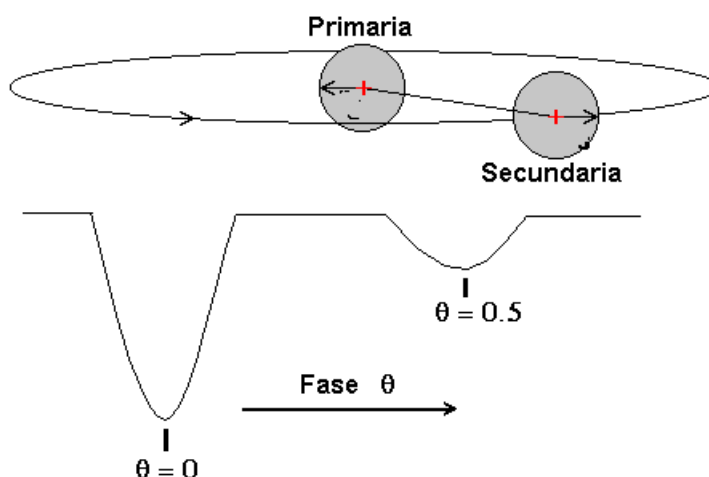


Figura 1.9: Acima, representação de um sistema binário eclipsante mostrando as estrelas primária e secundária. Abaixo, curva de luz indica as fases das variações de brilho durante os eclipses.

Outro tipo de sistemas binários são as variáveis cataclísmicas, compostas por uma estrela anã branca (estrela primária) e uma companheira (estrela secundária), na grande maioria das vezes, uma anã vermelha. Neste tipo de sistema binário há transferência de matéria da secundária para a primária, formando, em geral, um disco de acreção em torno da anã branca.

Uma variável cataclísmica tem sua origem quando já existe um sistema binário e a separação orbital é suficientemente pequena, de forma a proporcionar uma dinâmica para que ocorra a transferência de massa da estrela secundária para o sistema orbital,

preenchendo o Lóbulo de Roche, por exemplo, quando o hidrogênio no seu núcleo ainda não se esgotou.

1.3.5 Estrelas com tipo espectral K e M

Estrelas de classes espectrais K e M têm massas menores que $0,8 M_{\odot}$ e estão localizadas na parte inferior da Sequência Principal no diagrama HR. São estrelas frias, com $T_{\text{eff}} < 5000 K$, que possuem zonas de convecção subfotosféricas e geralmente apresentam atividade coronal-cromosférica (e.g. Kiraga & Stepien, 2013). Segundo modelos, a presença de uma camada de convecção em um corpo em rotação é suficiente para desenvolver o mecanismo de dínamo. O campo magnético é provavelmente gerado entre a zona de convecção e o núcleo radiativo, ou na camada convectiva (e.g. Cantiello et al., 2016). O nível de atividade depende da estrutura interna da estrela e de sua velocidade de rotação, pois a rotação pode afetar os movimentos convectivos apenas se o tempo típico de convecção for maior do que o tempo de rotação (e.g. Durney & Latour, 1978), que é válido para estrelas mais frias do que o Sol.

Nos aglomerados globulares, estrelas com tipos espectrais mais quentes do que K, já evoluíram além da Sequência Principal. Observações de estrelas como o Sol ou de estrelas com tipos espectrais K e M seguindo para a baixa sequência principal, frequentemente revelam a presença de manchas distribuídas não uniformemente sobre a superfície estelar. Estrelas deste tipo possuem períodos de rotação de frações de dias até dezenas de dias.

1.4 Visão geral da tese

Nessa tese apresentarei:

- Um estudo sobre algumas propriedades do NGC 6397 como a função de massa e função de luminosidade a partir da fotometria, com o intuito de quantificar a segregação de massa no aglomerado;
- A determinação da fração de estrelas variáveis em função da massa para um aglomerado de baixa metalicidade, o NGC 6397,
- A descoberta de duas novas estrelas variáveis SX Phe no aglomerado NGC 288 e o estudo da relação período-luminosidade.

No capítulo 2, apresentamos os dados observacionais de cada um dos aglomerados, a redução de dados e como foram geradas as curvas de luz para a procura por novas estrelas variáveis. Também descrevemos algumas das dificuldades que encontramos na análise dos dados do NGC 6397.

No capítulo 3, apresento uma análise das curvas de luz das anãs brancas observadas no NGC 6397, os alvos principais das observações com o ESO-VLT, na tentativa de procurar indícios de variabilidade destas estrelas.

No capítulo 4 apresentaremos o estudo da segregação de massa do NGC 6397.

Nos capítulos 5 e 6 discutiremos as novas estrelas variáveis encontradas no NGC 288 e no NGC 6397, respectivamente. Além de fazer uma comparação dos dados obtidos com resultados de outros estudos anteriores, de forma a corroborar nosso trabalho.

Capítulo 2

Dados observacionais

A seguir descreveremos os dados observacionais de ambos aglomerados estudados neste trabalho.

2.1 Observação do NGC 6397

Para estudar as estrelas variáveis do aglomerado globular NGC 6397, utilizamos imagens obtidas por S.O. Kepler, em um projeto conduzido por B. Castanheira, ID 083.D-0653(A), em julho de 2009 com o telescópio VLT (*Very Large Telescope*) do ESO (*European Southern Observatory*), usando o imageador FORS2 (*Focal Reducer and low dispersion Spectrograph*). O VLT está localizado no Cerro Paranal, Chile, e consiste de quatro unidades de telescópios com espelhos de 8,2 m de diâmetro cada. Os dados foram obtidos a unidade UT1 (Antu).

Originalmente esses dados foram obtidos para verificar a possível variabilidade de quatro estrelas anãs brancas DAs cujos espectros foram publicados por Moehler et al. (2000), sugerindo que três delas estão dentro da faixa de instabilidade das DAVs.

Nas observações realizadas nas noites de 25 e 26 de julho de 2009, foram obtidas



Figura 2.1: Diagrama de cobertura para as duas noites de observação com tempos de integração de 60, 80 e 170 s. Foram obtidas ao todo cerca de 10 h de observação distribuídas ao longo de aproximadamente 30 h.

Filtro	λ_0 (nm)	FWHM (nm)
U_HIGH	361	50.5
B_HIGH	437	102.0
V_HIGH	555	123.2
FILT_465_250	465	250

Tabela 2.1: Característica dos filtros padrões do FORS2, sendo λ_0 o comprimento de onda central [Manual ESO FORS (2008), Very Large Telescope, Paranal Science Operations].

305 imagens, obtidas a partir da Data Juliana JD = 2 455 038.50734969, sendo:

- 205 exposições de 60 s na primeira noite;
- 28 exposições de 80 s na primeira parte da segunda noite (0,8 h);
- 72 exposições de 170 s na segunda parte da segunda noite (4 h).

Em todas as exposições foi utilizado o filtro FILT_465_250 ($\lambda_0=4\,650\text{ \AA}$ e $\Delta\lambda=2\,500\text{ \AA}$). Ao todo, foram obtidas em torno de 5,1 h de fotometria na primeira noite e 4,8 h na segunda noite, com uma separação de 20 h entre final da primeira noite e o início da segunda noite, como é mostrado no diagrama de cobertura na Figura 2.1. O tempo de leitura dos CCDs foi da ordem de 30 s.

Adicionalmente foi obtida uma sequência de imagens para os diagramas cor-magnitude (CMDs) com tempos de exposição de 1, 300 e 600 s com o filtro U_HIGH para a banda U, imagens com tempos de exposição 1, 10, 120 e 300 s com o filtro B_HIGH para a banda B e uma outra sequência com tempos de exposição 1, 10, 120 e 300 s com o filtro V_HIGH para a banda V. Os comprimentos de ondas centrais e a largura à meia altura (FWHM - *Full Width at Half Maximum*) das bandas passantes correspondentes a cada um dos filtros utilizados nas observações são mostrados na Tabela 2.1.

As imagens foram obtidas com o uso simultâneo de dois CCDs de 2048×2048 pixels (CCD1 e CCD2), com escala de placa 0,25" por pixel. A parte da imagem correspondente ao CCD1 cobre um campo do céu de $6,8' \times 3,9'$ e do CCD2, $6,8' \times 2,9'$, totalizando $6,8' \times 6,8'$ de campo (Figura 2.2), sem lacuna entre as imagens dos dois CCDs.

As imagens foram centradas em A.R. = $17h\ 41min\ 01,65\ s$ e DEC. = $53^{\circ}44'46,05''$ (J2000) para permitir a cobertura da região onde estão as anãs brancas candidatas a DAVs.

O campo de observação está dentro do quadrante SE do aglomerado e sua localização é mostrada no Figura 2.3. Para a primeira noite o *seeing* médio foi de 1,18"

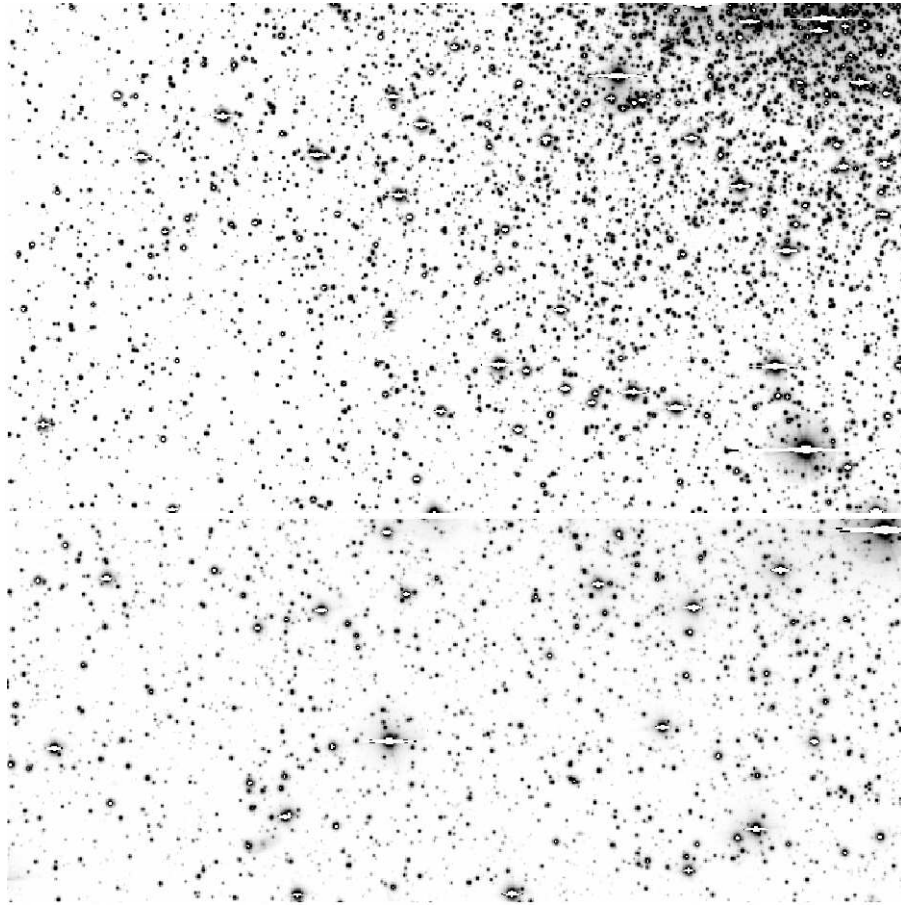


Figura 2.2: Acima, o campo da imagem correspondente ao CCD1, cobrindo $6,8' \times 3,9'$, obtida com o VLT. O centro do aglomerado está à direita e acima da imagem. O norte está na parte superior e o leste à esquerda. Abaixo, o campo da imagem corresponde ao CCD2, cobrindo $6,8' \times 2,9'$, obtida com o VLT. Esta imagem está ao sul da imagem do CCD1, tendo a mesma orientação.

e para a segunda noite, a média foi de $0,69''$. A Figura 2.4 mostra a variação do *seeing* ao longo das duas noites.

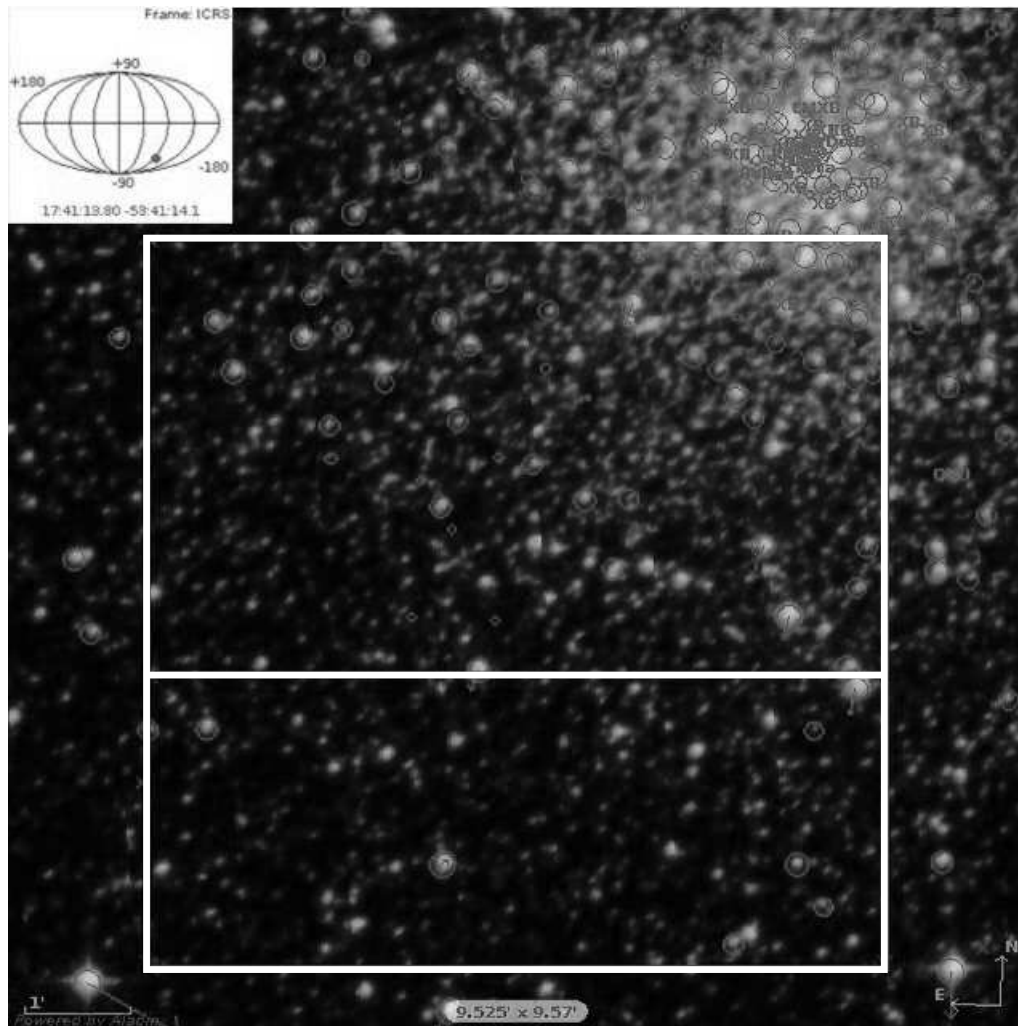


Figura 2.3: Localização da posição do nosso campo em relação ao centro do aglomerado. O retângulo superior corresponde ao CCD1. O diagrama no canto superior esquerdo mostra a localização do NGC 6397 em coordenadas equatoriais. As estrelas marcadas na figura são estrelas já conhecidas. A distância do centro do aglomerado ao canto superior direito da imagem do CCD1 é de aproximadamente $1'$. Adaptado de SIMBAD *astronomical database*.

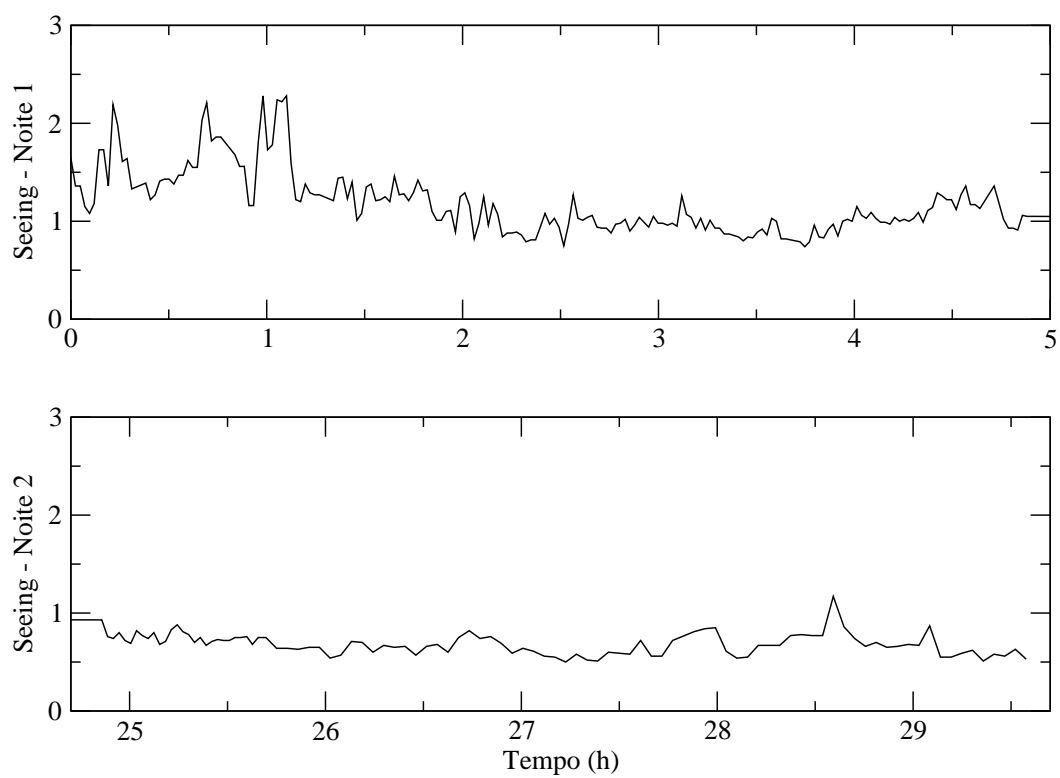


Figura 2.4: Variação do *seeing* (qualidade da imagem, em segundos de arco) durante as duas noites de observação do NGC 6397. Acima a primeira noite, abaixo a segunda noite.

2.2 Observação do NGC 288

As imagens do NGC 288 foram obtidas por Luciano Fraga com o telescópio de 4,1 m do SOAR ¹ (*SOuthern Astrophysical Research Telescope*), localizado em Cerro Pachón, uma montanha dos Andes Chilenos com altitude de 2700 metros acima do nível do mar para nosso pedido de tempo SO2013A-123. Foi utilizado o imageador do espectrógrafo óptico *Goodman* (Clemens et al., 2004), que possui um campo de $5' \times 5'$ e escala de de placa $0,15''/\text{pixels}$. O CCD possui 1548×1548 pixels, quando binados em 2×2 . O tempo de leitura foi da ordem de 25 s.

As imagens deste aglomerado foram centradas em A.R. = $00h\ 52min\ 44,8\ s$ e DEC. = $-26^{\circ}35'21,6''$, (J2000) com o objetivo de imagear seu centro. Uma imagem do campo de observação é mostrada na Figura 2.5. Para a série fotométrica, foram obtidas 330 imagens com tempos de exposição de 60 s ao longo da noite de 28 de outubro de 2013, totalizando aproximadamente 7,0 h.

Filtro	Número de imagens	Tempo de Exposição (s)
U-Bessel	3	10
U-Bessel	1	300
U-Bessel	1	600
B-Bessel	3	1
B-Bessel	3	10
B-Bessel	1	120
B-Bessel	1	300
V-Bessel	3	1
V-Bessel	3	10
V-Bessel	1	120
V-Bessel	1	300
R-Bessel	3	1
R-Bessel	3	10

Tabela 2.2: Série de imagens para os CMDs do NGC 288.

Também foram obtidas imagens usando filtros Bessel U, B, V e R e diferentes tempos de exposição, conforme mostrado na Tabela 2.2. Essas imagens foram com-

¹”Based on observations obtained at the Southern Astrophysical Research (SOAR) telescope, which is a joint project of the Ministério da Ciência, Tecnologia, e Inovação (MCTI) da República Federativa do Brasil, the U.S. National Optical Astronomy Observatory (NOAO), the University of North Carolina at Chapel Hill (UNC), and Michigan State University (MSU).”

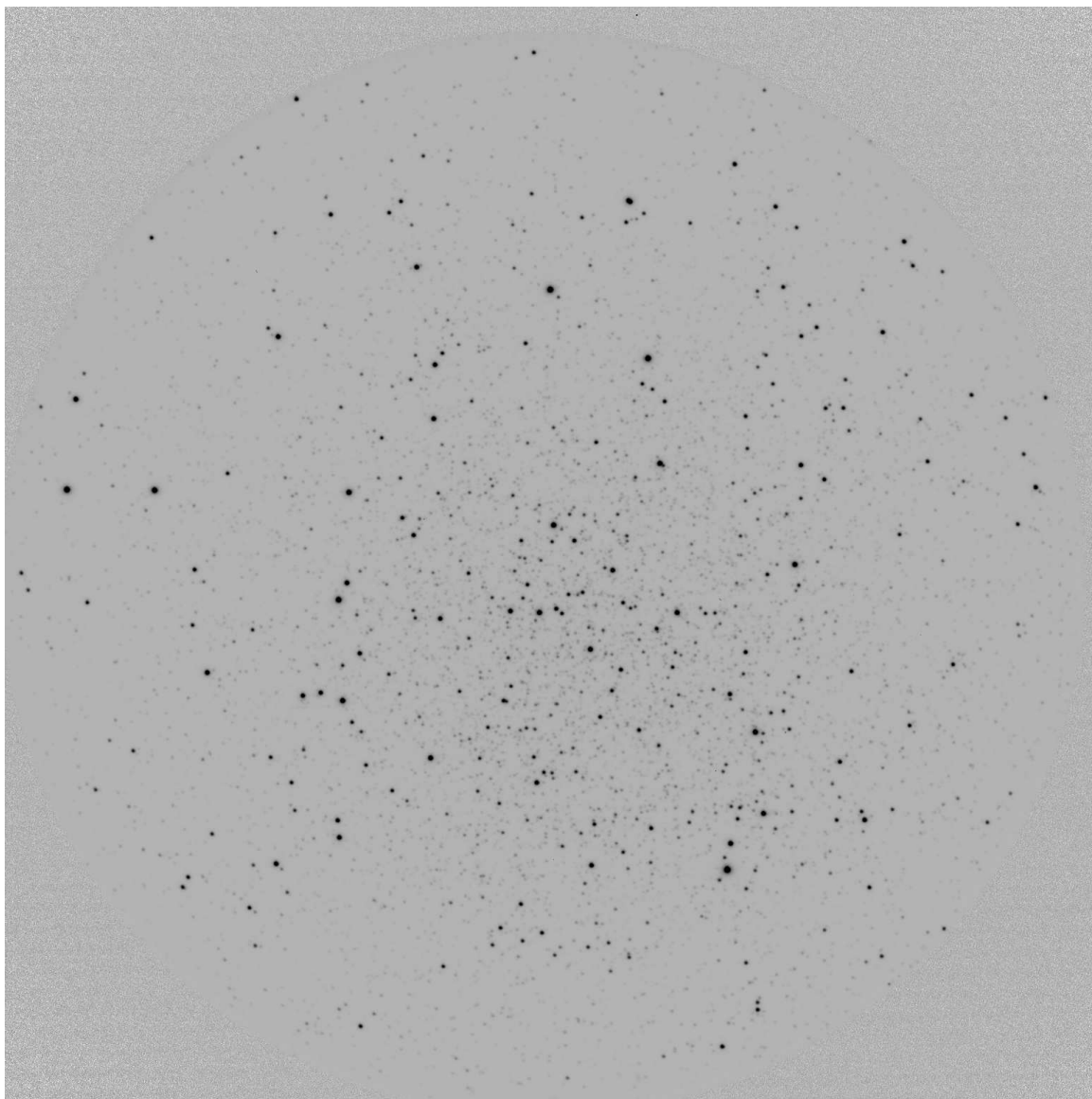


Figura 2.5: Campo das imagens de observação do NGC 288, cobrindo $5' \times 5'$ do aglomerado, centradas no centro do aglomerado.

binadas para construir os CMDs do NGC 288. Os comprimentos de ondas centrais e bandas passantes correspondentes a cada um dos filtros utilizados nas observações são mostrados na Tabela 2.3.

Filtro	λ_0 (nm)	$\Delta\lambda$ (nm)
U Bessel	365	66
B Bessel	445	94
V Bessel	551	88
R Bessel	658	138

Tabela 2.3: Comprimento de onda central λ_0 e largura das bandas passantes dos filtros Bessel U, B, V e R.

2.3 Redução de dados e fotometria

Na redução de dados dos dois aglomerados, primeiramente foram feitos os procedimentos padrões de correção por *bias* e *flat field*. A redução de dados foi feita com o uso de rotinas do IRAF, desenvolvido pelo *National Optical Astronomy Observatories*.

Para a fotometria, utilizamos o programa DAOPHOT e o pacote IRAF/ DAOPHOT. O DAOPHOT foi desenvolvido por Peter Stetson [Stetson (1987), Stetson et al. (1990) e Stetson (1992)], do *Dominion Astrophysical Observatory*, para fotometria de campos estelares populosos. O DAOPHOT foi desenvolvido para extrair a posição de objetos em uma imagem digital astronômica e obter magnitudes instrumentais através de fotometria de abertura e por PSF (*Point Spread Function*).

As tarefas do pacote DAOPHOT/IRAF utilizadas para a fotometria foram:

- *find/daofind* - para obter uma lista com a posição (x , y) do centroide de cada objeto na imagem, gerando uma lista de posições;
- *phot/photometry* - para realizar fotometria de abertura para objetos gerados pela lista de posições;
- *pick/pstselect* - para obter os parâmetros da função de espalhamento pontual (PSF) da lista de objetos;
- *allstar/allstar* - faz fotometria por PSF dos objetos.

As listas com as posições dos objetos, para cada um dos dois aglomerados, foram obtidas em duas etapas: uma lista para objetos brilhantes na imagem de 1 s e

outra para objetos menos brilhantes na imagem de 300 s. Essas duas listas foram então combinadas em uma lista única, permitindo assim que fossem localizadas o maior número de estrelas, tanto brilhantes quanto fracas. Na imagem de 300 s do NGC 6397, os objetos mais brilhantes que magnitude $V \sim 17$ estavam saturados.

Tendo aplicado esse processo para cada uma das imagens do NGC 6397 nos dois CCDs, foram localizados 12 793 objetos no CCD1 e 6 528 no CCD2, totalizando 19 321 objetos. Já para o NGC 288, foram localizados 12 438 objetos.

Fotometria de abertura

Na fotometria de abertura são contabilizadas as contagens instrumentais (fluxo) medidas pelos pixels dentro de uma área circular centrada no centroide do objeto, subtraindo-se a contribuição do brilho do céu, como mostrado na Figura 2.6. Basicamente, o processo segue os seguintes passos:

1. calcular o centroide (x_0, y_0) do objeto (média ponderada pelo fluxo);
2. integrar as contagens instrumentais dos pixels dentro de uma abertura circular, centrada em (x_0, y_0) e com área A_{ap} ;
3. estimar o fluxo do fundo do céu por pixel, a partir de um anel centrado no centroide, com raio interno maior do que o raio da abertura e área algumas vezes maior do que a área de abertura (em geral, 3 vezes maior). Usa-se a mediana ou a moda da distribuição de contagens instrumentais para definir o fluxo do céu por pixel,
4. a contribuição do fluxo de fundo de céu dentro da abertura é calculado multiplicando o fluxo de fundo de céu por pixel pelo número de pixels dentro da abertura.

Fotometria por PSF

A função de espalhamento pontual (PSF) descreve a distribuição espacial do brilho do objeto sobre a imagem. Em geral, a distribuição é bem representada por uma função Gaussiana, Lorenziana ou Moffat:

$$\text{Moffat}(\beta; z) = \frac{A}{(1 + z)^\beta}, \quad (2.1)$$

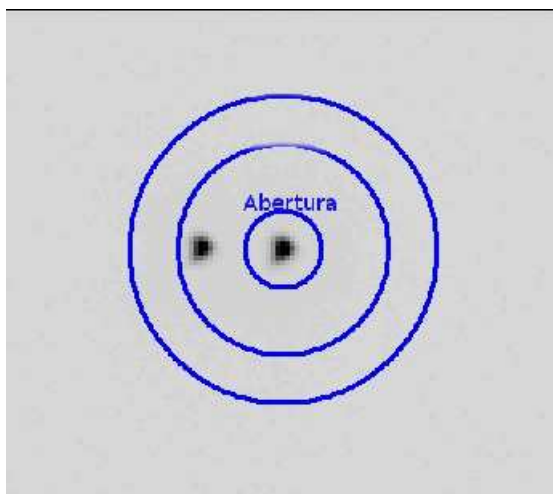


Figura 2.6: A fotometria por abertura contabiliza as contagens dentro do círculo centrado no centroide do objeto. A contribuição do céu é calculada com base na amostra de céu dentro do anel circular externo.

$$\text{Lorentz}(z) = \frac{A}{(1+z)^\beta}, \quad (2.2)$$

com z dado por:

$$z = \frac{x^2}{p_1^2} + \frac{y^2}{p_2^2} + \frac{xy}{p_3^2}. \quad (2.3)$$

Na PSF, A é uma constante de normalização e p_1 , p_2 e p_3 são parâmetros determinados durante o processo de ajuste da função.

A figura 2.7 mostra o perfil de uma distribuição de brilho de uma estrela obtido com ajuste de PSF através do IRAF, utilizando uma função Moffat. Para nossos dados, testamos os diferentes tipos de funções. A função que melhor se ajustou para a grande maioria dos dados do NGC 6397 foi a Moffat 2,5 (i.e., com $\beta = 2,5$) enquanto para os dados do NGC 288, foi a Moffat com $\beta = 1,5$.

Fotometria absoluta do NGC 6397

Após a realização da fotometria por PSF, é necessário fazer a calibração fotométrica que consiste em somar o valor de ponto zero, fazer a correção por extinção atmosférica, a transformação para o sistema fotométrico padrão (Johnson, 1955), além da correção por cor, quando houver.

Para determinar o valor de ponto zero, comparei a magnitude instrumental obtida pela fotometria por PSF, com a magnitude aparente de estrelas padrões do próprio aglomerado, obtidas por Stetson (2000) e Stetson (2005).

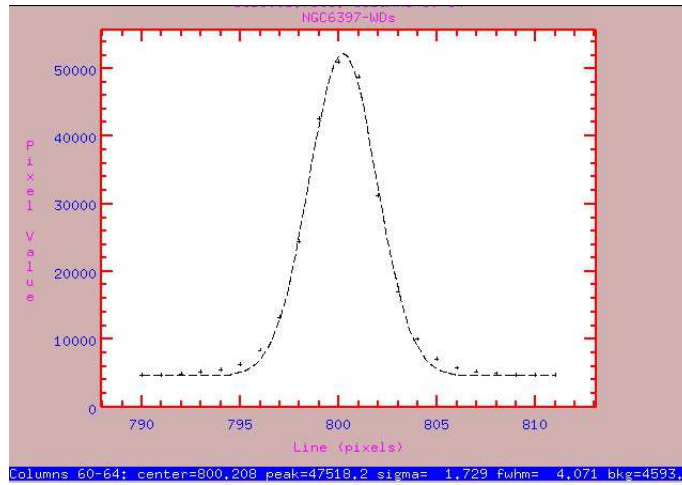


Figura 2.7: Perfil da distribuição de brilho de uma estrela, obtida com o ajuste de PSF através do IRAF.

A correção por extinção atmosférica deve ser feita para corrigir a atenuação no brilho das estrelas devido à massa de ar da atmosfera. A correção por extinção atmosférica para um dado filtro é realizada a partir da equação 2.4:

$$m_0 = PZ + m - KX, \quad (2.4)$$

onde m_0 é a magnitude aparente corrigida, m é a magnitude aparente instrumental, PZ é o ponto zero, X a massa de ar, que varia ao longo da noite em função da distância zenital do objeto, $X = \sec(Z)$, como mostrado na Figura 2.8. O coeficiente de extinção médio K é específico para o filtro, para o local de observação e para a noite. Para os filtros B_HIGH, V_HIGH, R_SPECIAL e LBESS os valores do coeficiente de extinção médios são fornecidos diretamente no manual do ESO (FORS, 2008) para o instrumento FORS2. O coeficiente de extinção para o filtro FILT_465_250 foi calculado a partir de uma interpolação desses valores. O valor médio assumido para esse filtro foi $K = 0,189$.

Não foi incluído termo de cor, pois foram utilizadas estrelas do próprio aglomerado para fazer a calibração fotométrica.

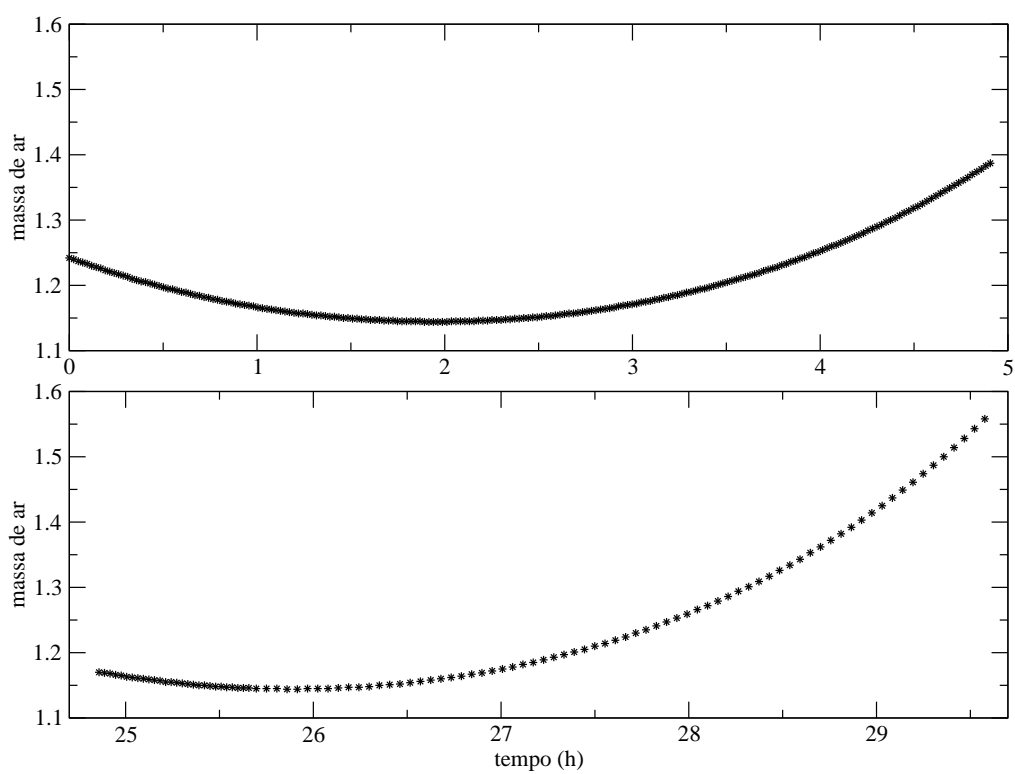


Figura 2.8: Variação da massa de ar na observação do NGC 6397 ao longo de cada uma das noites; acima, a primeira noite, abaixo, a segunda. O tempo inicial corresponde à $JD = 2\,455\,038.507350$.

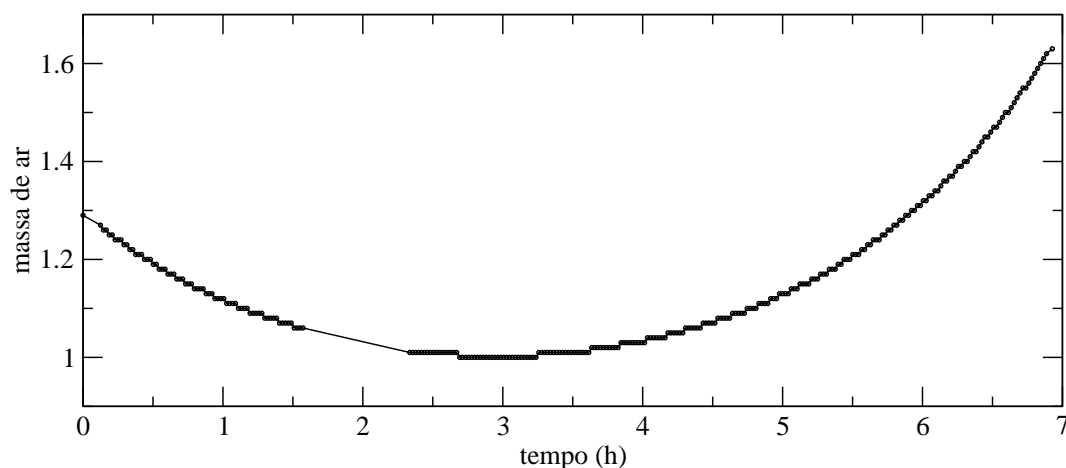


Figura 2.9: Variação da massa de ar ao longo da noite de observação do NGC 288.

Fotometria diferencial do NGC 288

Para as imagens da série temporal do aglomerado globular NGC 288 foi feita fotometria diferencial, para determinar como o brilho de cada objeto está variando ao longo do tempo, que permite realizar, mesmo com imagens não fotométricas, a busca de objetos astronômicos que variam seu brilho ao longo do tempo, como estrelas variáveis pulsantes, binárias eclipsantes, trânsitos planetários, dentre outros (Howell, 1992). A fotometria diferencial é realizada calculando a diferença entre a magnitude instrumental de objetos desconhecidos e a magnitude instrumental de estrelas conhecidas com brilho constante dentro do mesmo campo de observação (Benson, 1998).

Foram escolhidas curvas de luz de estrelas não variáveis nos dados do NGC 288. Com estas, foi calculada uma curva de luz média e normalizada. Esta curva de luz média de estrelas não variáveis (também normalizadas), foi subtraída de todas as curvas de luz, obtendo-se então a fotometria diferencial. Posteriormente, para obter a magnitude aparente dos objetos encontrados no aglomerado globular NGC 288 e construir o CMD, foi calculada também a fotometria absoluta.

A variação da massa de ar ao longo da noite de observação do NGC 288 é mostrada na Figura 2.9.

Após aplicadas as correções fotométricas, foram obtidas as curvas de luz de cada estrela de cada aglomerado, onde cada ponto da curva de luz é a magnitude aparente calculada por fotometria por PSF, para um instante de tempo.

Incertezas fotométricas

As incertezas (desvio padrão σ) nas medidas fotométricas são calculadas automaticamente pelas tarefas do IRAF/DAOPHOT por propagação de erros. Pela redução no número de fótons, as incertezas tendem a ser maiores para objetos mais fracos, independente do filtro, como pode ser visto nas Figuras 2.10 e 2.11 para os dados do NGC 6397 e na Figura 2.12 para os dados do NGC 288. Nas figuras, observa-se que as incertezas são menores do que 0,4 para magnitude 23 no NGC 6397 e menores do que 0,2 para magnitude 23 no NGC 288.

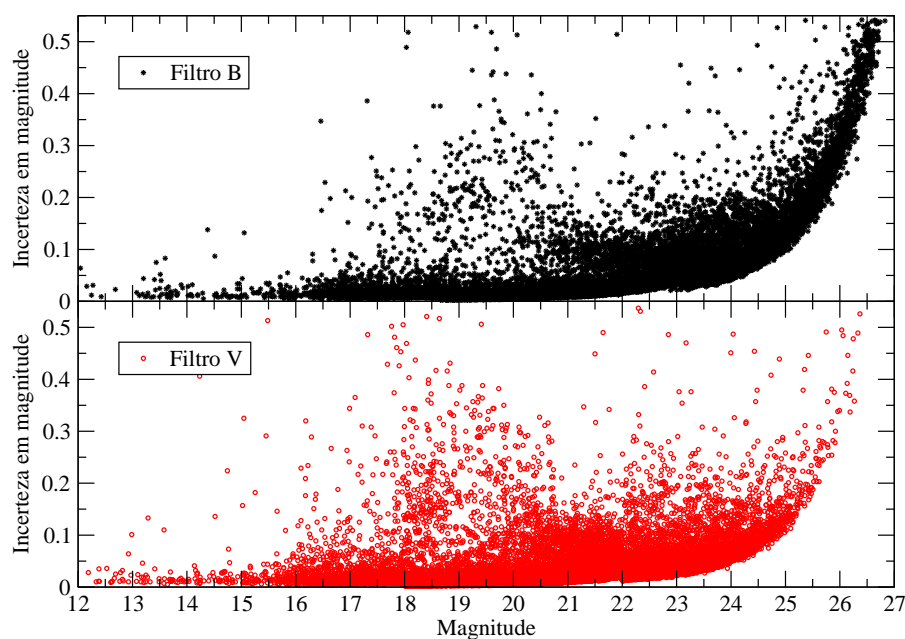


Figura 2.10: Incertezas em magnitude na fotometria por PSF para os dados do NGC 6397 em função da magnitude aparente para os filtros B e V. O acúmulo de pontos em torno de magnitude 19, é devido à saturação nas imagens de 120 e 300 s.

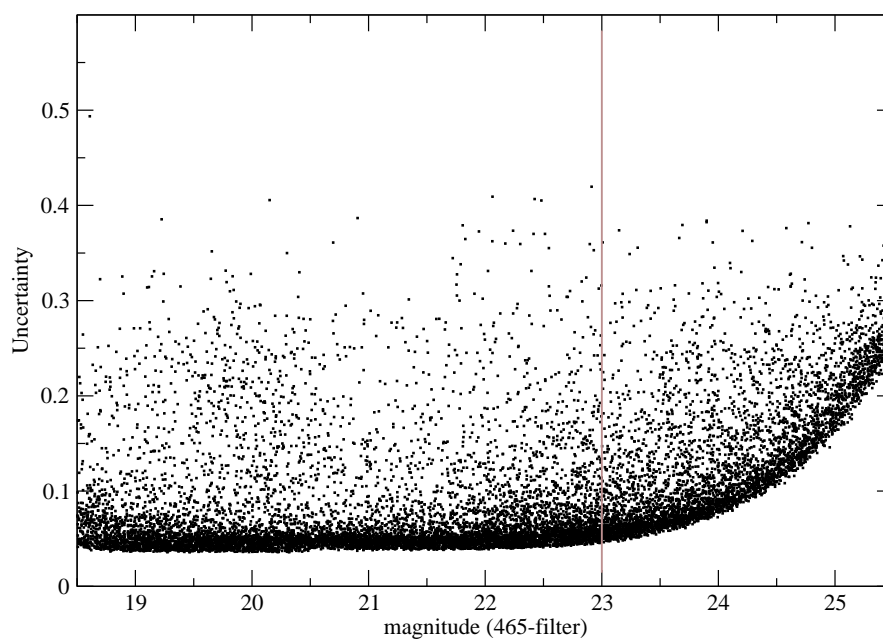


Figura 2.11: Incertezas em magnitudes na fotometria por PSF para os dados do NGC 6397 em função da magnitude no filtro 465, utilizado na construção das curvas de luz para a busca de estrelas variáveis do referido aglomerado. A linha vertical mostra o limite inferior de magnitude que utilizamos para a busca de novas estrelas variáveis neste trabalho.

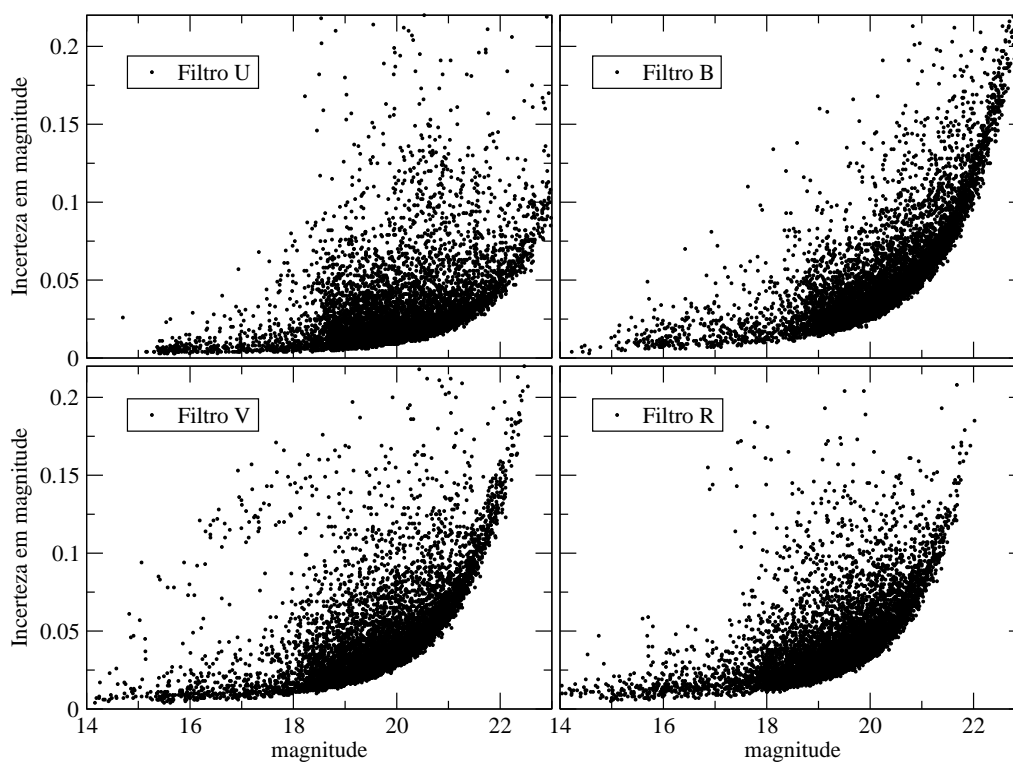


Figura 2.12: Incertezas em magnitudes na fotometria por PSF para os dados do NGC 288 em função da magnitude aparente para os filtros U, B, V e R.

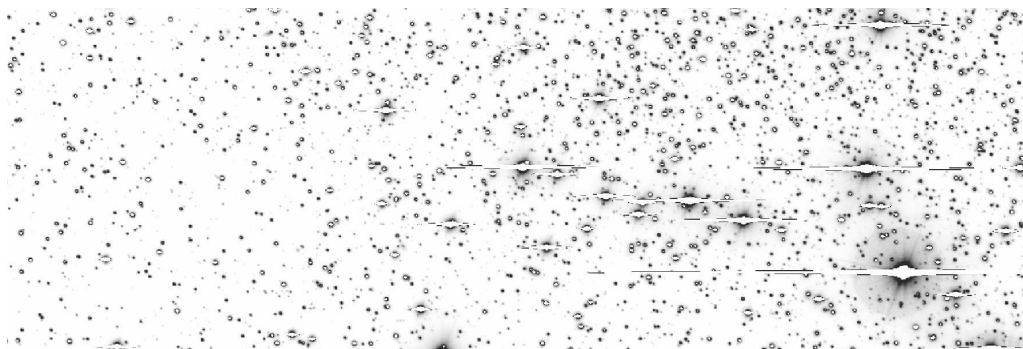


Figura 2.13: Imagem de 300 s de exposição do NGC 6397 obtida com o VLT, mostrando as raias de difração de estrelas mais brilhantes. As raias giram ao longo da noite, passando sobre estrelas vizinhas e introduzindo variações sistemáticas em suas curvas de luz.

Dificuldades encontradas

Uma das dificuldades encontradas no tratamento dos dados do NGC 6397 ocorre quando a curva de luz de uma estrela mostra evidências de contaminação pelo brilho de estrelas vizinhas na imagem. Isso ocorre porque as raias de difração de estrelas brilhantes próximas giram ao longo da noite, quando são utilizados telescópios com montagem altazimutal, como é o caso do VLT e do SOAR. A passagem das raias acaba por contaminar a fotometria das estrelas mais fracas próximas na imagem.

Na Figura 2.13 podem ser vistas as raias de difração de algumas das estrelas mais brilhantes em uma de nossas imagens. Na Figura 2.14 são mostradas as variações introduzidas pelas raias de difração na curva de luz de uma estrela vizinha, mais fraca. A Figura 2.15 é um exemplo de uma curva de luz de uma estrela variável.

Apesar dessas variações serem sistemáticas e da fotometria fazer a subtração do céu mediano, contribuições mais significativas das raias não são corrigidas pela média. Esse problema afeta a fotometria de cerca de 10% de todas as estrelas nas nossas imagens. As curvas de luz nas quais foram identificados casos de contaminação (pela posição da estrela na imagem), foram eliminadas durante a etapa de tratamento dos dados do NGC 6397.

Outra dificuldade encontrada na redução dos dados do NGC 6397 foi o caso em que a variação do brilho do céu local era significativa frente às variações reais no brilho da estrela. Apesar das observações terem sido obtidas com Lua abaixo do horizonte, o brilho aparente médio do céu nas duas noites foi em torno de magnitude $V \sim 24$ e em cada uma das noites o brilho do céu variou cerca de meia magnitude, como mostrado na Figura 2.16 para o filtro FILT_465_250. Estrelas muito fracas,

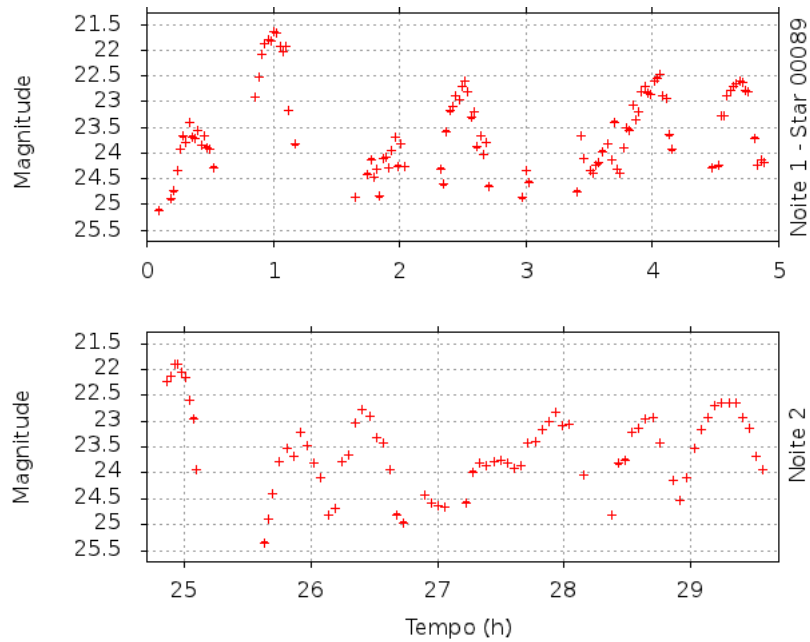


Figura 2.14: Exemplo de curva de luz das duas noites de observação de uma estrela não variável, mostrando os efeitos da contaminação causados pelas raias de difração de uma estrela brilhante vizinha, na imagem, durante as duas noites observação do NGC 6397, acima a primeira noite, abaixo a segunda noite.

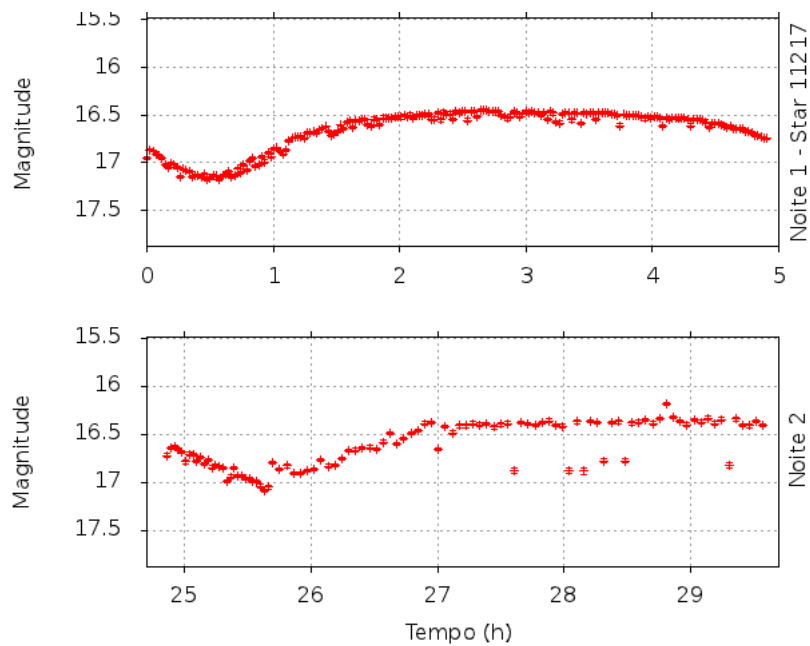


Figura 2.15: Exemplo de curva de luz das duas noites de observação de um exemplo de estrela variável durante as duas noites observação do NGC 6397, acima a primeira noite, abaixo a segunda noite.

com brilho comparável ao do céu, e que apresentassem variações da mesma ordem das variações do céu, não foram consideradas como candidatas a variáveis.

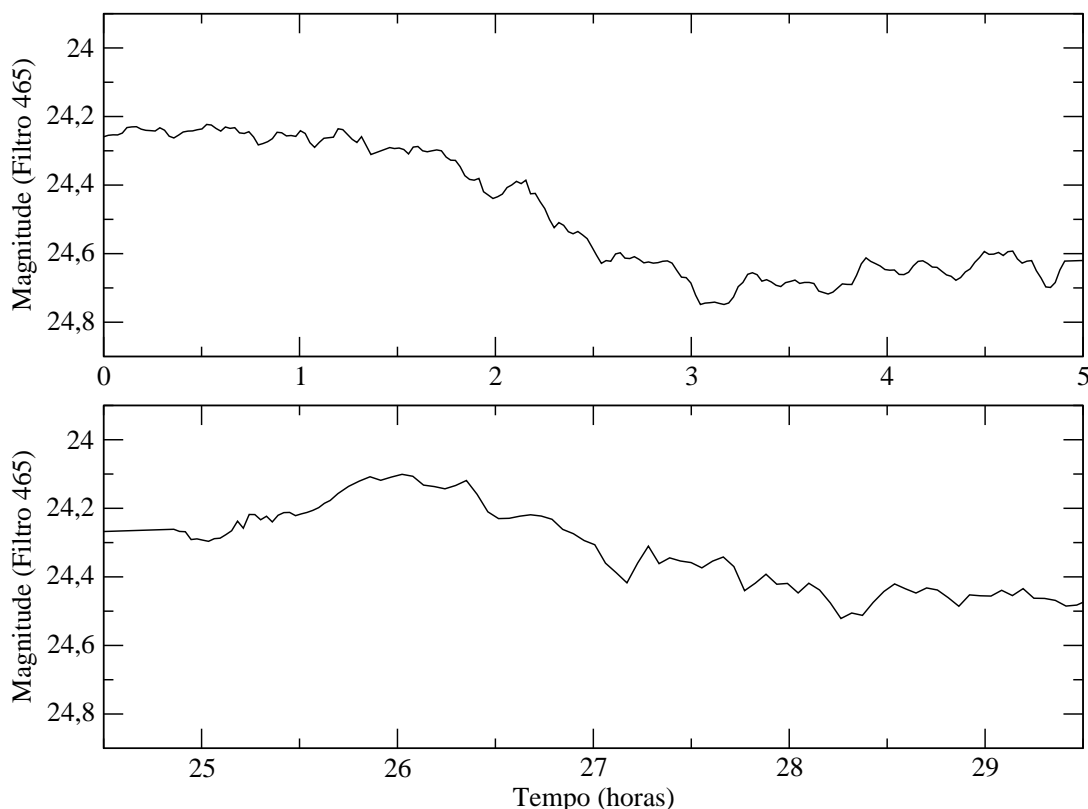


Figura 2.16: Variação do brilho do céu ao longo de cada uma das duas noites para o filtro FILT_465_250 durante as duas noites observação do NGC 6397, acima a primeira noite, abaixo a segunda noite.

Um terceiro problema decorre da saturação das estrelas mais brilhantes com $V \leq 16$ nas imagens do NGC 6397. Os tempos de exposição foram calculados com objetivo de observar anãs brancas, que possuem magnitude V entre 23 e 24. As saturações ocorreram para magnitudes V de 16, 18 e 19, aproximadamente, para os tempos de exposição de 60, 80 e 170 s, respectivamente. Para muitas dessas estrelas, não foi possível obter a curva de luz completa. Esta limitação impossibilita a obtenção de curvas de luz de estrelas RR Lyrae e SX Phe no NGC 6397.

Os problemas mencionados não ocorreram para os dados da observação do NGC 288, pois as imagens não apresentaram saturação nem contaminação por raias de difração, já que usamos um telescópio de 4m para o NGC 288 e um de 8,2 m para o NGC 6397.

Capítulo 3

Anãs brancas no NGC 6397

Observações espectroscópicas de anãs brancas no NGC 6397 realizadas por Moehler et al. (2000) permitiram a identificação de quatro anãs brancas do tipo DA, com atmosfera de hidrogênio: WF2-479, WF2-51, WF2-846 e WF4-358 [nomenclatura usada por Moehler et al. (2000)]. As posições das estrelas anãs brancas no campo do CCD, são mostradas na Figura 3.1. O estudo de Moehler et al. (2000) sugere que as três primeiras estão dentro da faixa de instabilidade das DAVs, com temperatura efetiva entre 10 500 e 12 500 K. A Figura 3.2 mostra a localização das três anãs brancas no diagrama cor-magnitude, na sequência de esfriamento das anãs brancas.

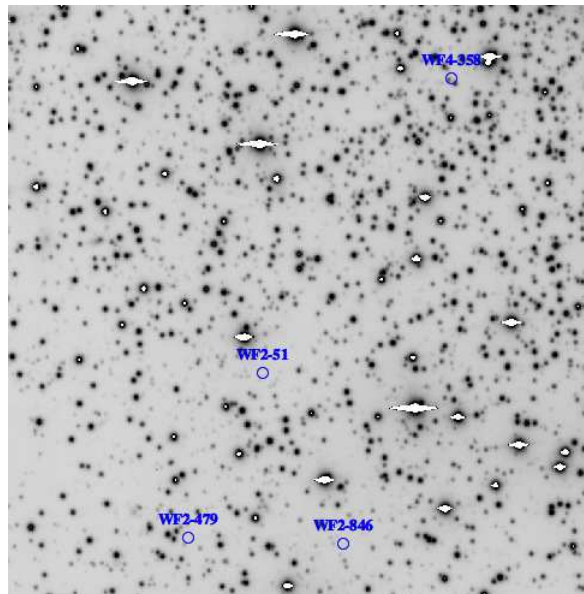


Figura 3.1: Localização no campo de parte da imagem do CCD1 das quatro anãs brancas com espectros estudados por Moehler et al. (2000).

Como a motivação inicial para o pedido de tempo de observação do NGC 6397 (dados utilizados neste trabalho) era testar a possibilidade dessas anãs brancas serem variáveis da faixa de instabilidade das DAVs, analisamos as curvas de luz das três candidatas. As curvas de luz de cada uma das anãs brancas WF2-51, WF2-479 e WF2-846 são mostradas nas Figuras 3.3, 3.4 e 3.5, respectivamente.

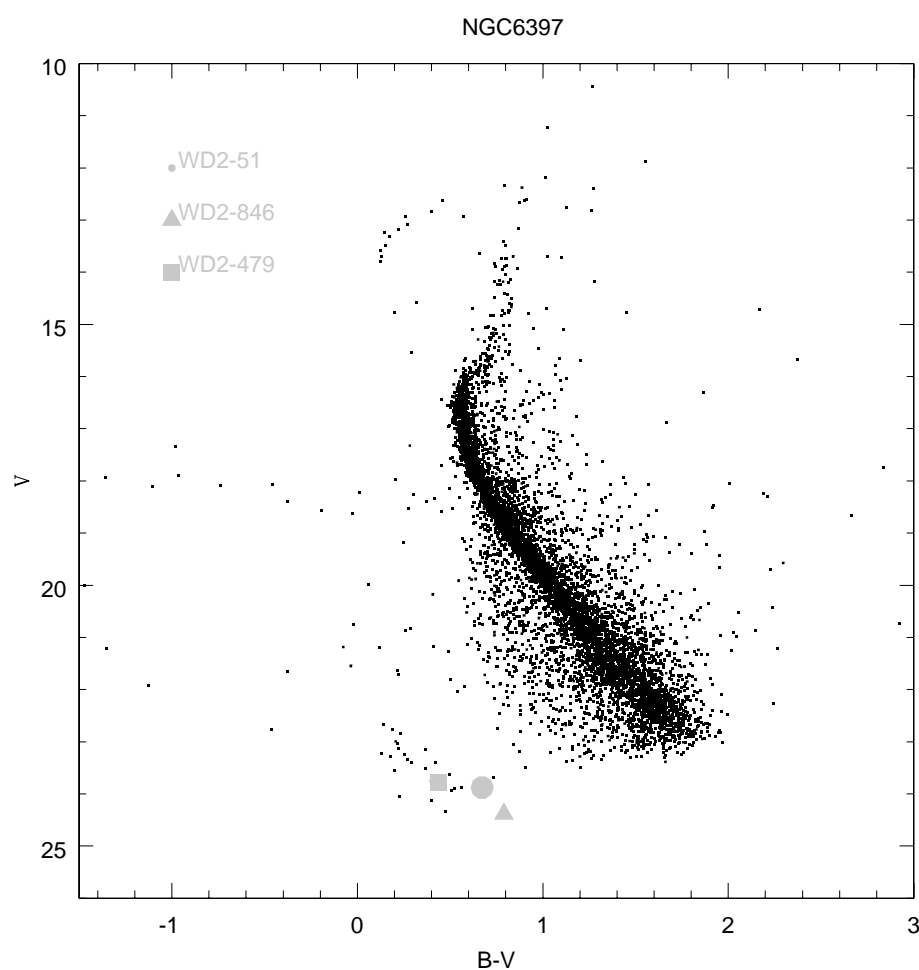


Figura 3.2: Diagrama cor magnitude do NGC 6397, apresentando a localização das três anãs brancas com espectros estudados por Moehler et al. (2000).

3.1 Procedimentos Metodológicos

Para identificar como a estrela está variando sua luminosidade, analisamos sua curva de luz. Uma ferramenta matemática neste procedimento é a transformada de Fourier (TF), com a qual é possível passar do espaço temporal para o de frequências e com isso obter então, as periodicidades da estrela variável.

3.1.1 Transformada de Fourier

A transformada de Fourier (TF) de cada curva de luz é mostradas na Figura 3.6.

A TF é uma análise da série temporal de um conjunto de dados (sinal) por um espectro de frequências, com um tempo de observação total (T), portanto, passando do espaço temporal para o de frequências. A TF decompõe a curva de luz em um somatório de componentes senoidal, $A_k \sin(2\pi f_k t + \phi_k)$, com amplitude A , frequência f e fase ϕ . Graficamente, periodogramas calculados a partir da TF mostram a amplitude A em função da frequência f , onde as componentes de Fourier aparecem como picos.

A resolução da TF, δf , isto é, o espaçamento médio entre os pontos máximos de dois picos sucessivos na TF depende do tempo de cobertura das observações (intervalo de tempo entre a primeira e a última medida), $\delta f \simeq 1/T$. A fase é determinada calculando a transformada com resolução de frequência de pelo menos cinco vezes a frequência mínima ($\Delta f = 1/T$), ou seja, para se ter mais precisão, em geral, calcula-se a 10 vezes:

$$\Delta f = \frac{1}{10T}.$$

A transformada de Fourier deve ser calculada no máximo até a frequência de *Nyquist* (Nyquist, 1928), dada por:

$$f_{Nyquist} = \frac{1}{2\Delta t}.$$

A TF de um ruído branco apresenta componentes (picos) com amplitudes variando randomicamente entre 0 e um valor máximo. A partir da função de distribuição cumulativa das amplitudes das componentes pode-se calcular a probabilidade de uma componente ter uma determinada amplitude para um conjunto de N picos. Para TFs com $N \gg 1$, pode-se demonstrar que componentes com amplitude maior do que 3 vezes a amplitude média de todas as componentes, têm uma probabilidade inferior a $\sim 1\%$ de ocorrência ao acaso e, portanto, uma probabilidade superior a 99% de estar associada a um sinal presente na curva de luz da estrela (Kepler, 1993).

Na análise que apresentamos neste trabalho, adotamos o nível de $3 < A >$, limite de detecção com nível de confiança de 99%.

A TF da anã branca WF2-479 (com pico de amplitude (A_{max}) de 71 mma e três vezes a amplitude média ($3 < A >$) de 87 mma) e WF2-51 ($A_{max} = 59$ mma e $3 < A > = 70$ mma) não apresentaram picos relevantes acima do limite de três

vezes a amplitude média local.

A TF da curva de luz da anã branca WF2-846 apresenta um pico com período de 2150 s, mas com uma amplitude de 2,6 vezes maior que a amplitude média. Isso equivale a uma probabilidade maior do que 95% de ser real. Para essa última estrela, foi feita a transformada de Fourier para cada uma das duas noites de observação, mostradas separadamente na Figura 3.7. Na primeira noite, com maior flutuação do céu e seeing maior, o pico de período 2150 s ($465\mu\text{Hz}$) é 2,9 vezes maior que a amplitude média, entretanto, na segunda noite de observação, sua amplitude é menor, apenas 2,0 vezes a amplitude média. Concluímos que, com nossas observações, não é possível afirmar se as anãs brancas são ou não variáveis, já que as variáveis conhecidas têm amplitude mínima de $3 < A >$.

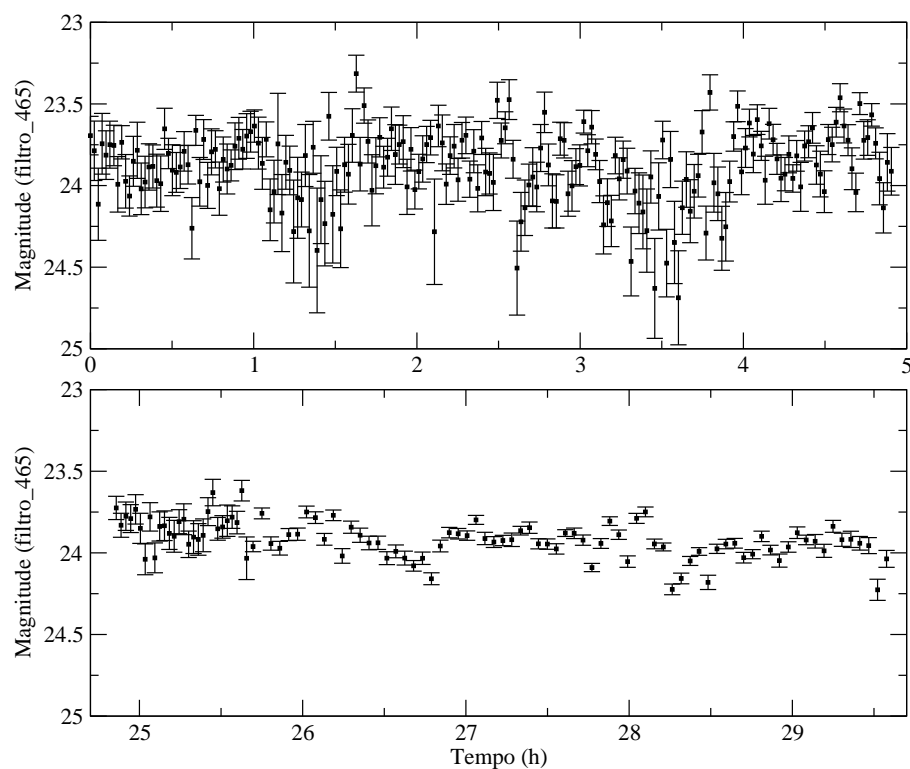


Figura 3.3: Curva de luz da anã branca WF2-479 obtida no filtro 465 a partir de nossas observações durante as duas noites observação do NGC 6397, acima a primeira noite, abaixo a segunda noite.

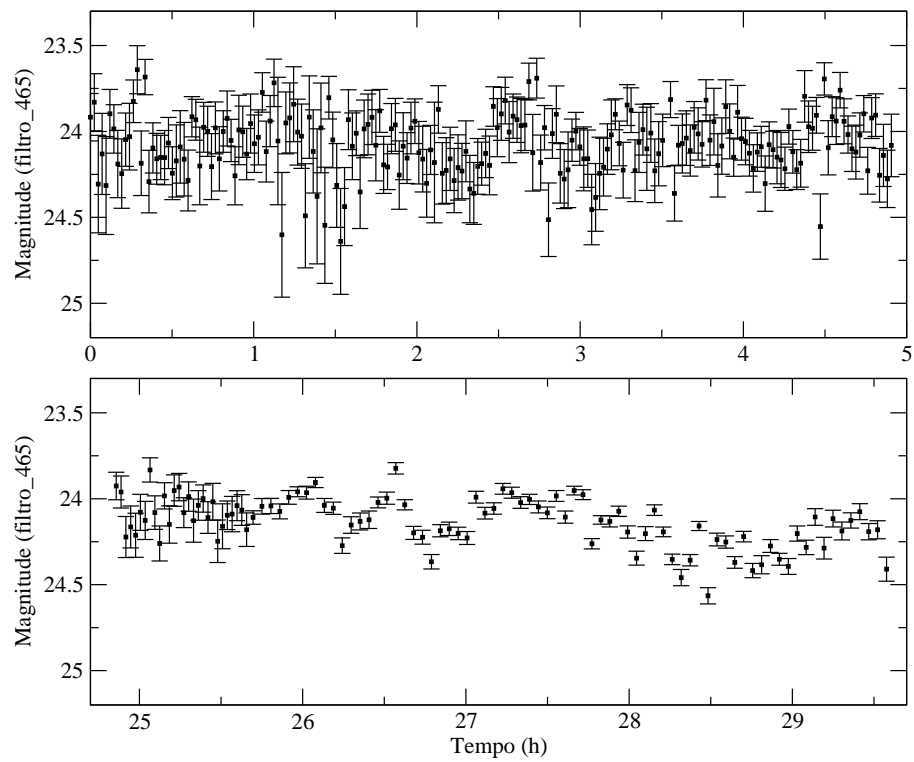


Figura 3.4: Curva de luz da anã branca WF2-51 obtida no filtro 465 a partir de nossas observações, durante as duas noites observação do NGC 6397, acima a primeira noite, abaixo a segunda noite.

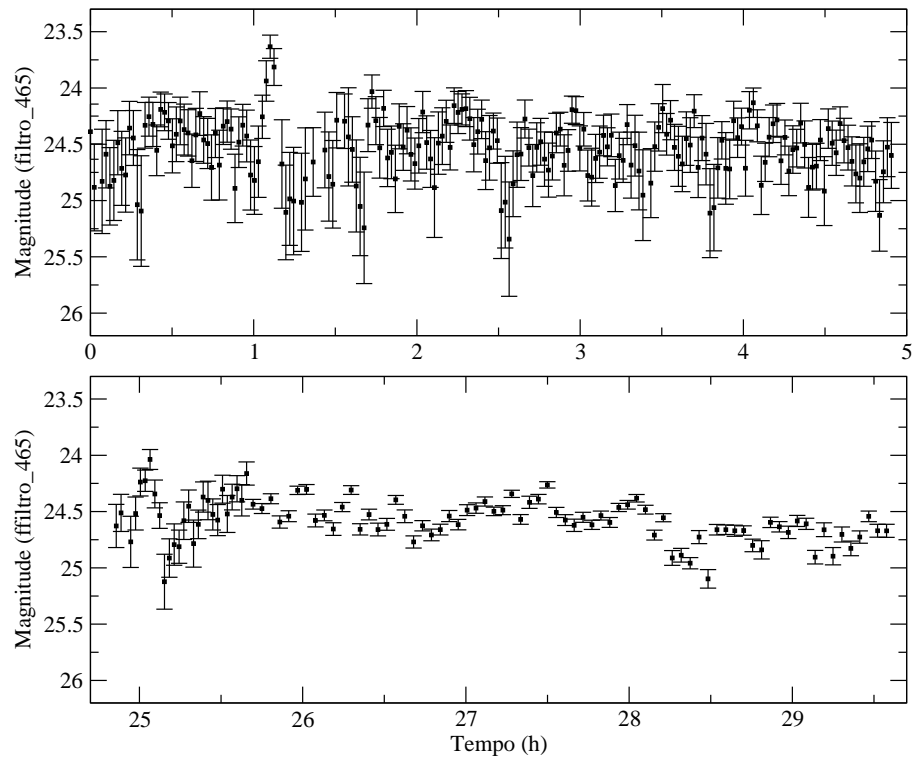


Figura 3.5: Curva de luz da anã branca WF2-846 obtida no filtro 465 a partir de nossas observações, durante as duas noites observação do NGC 6397, acima a primeira noite, abaixo a segunda noite.

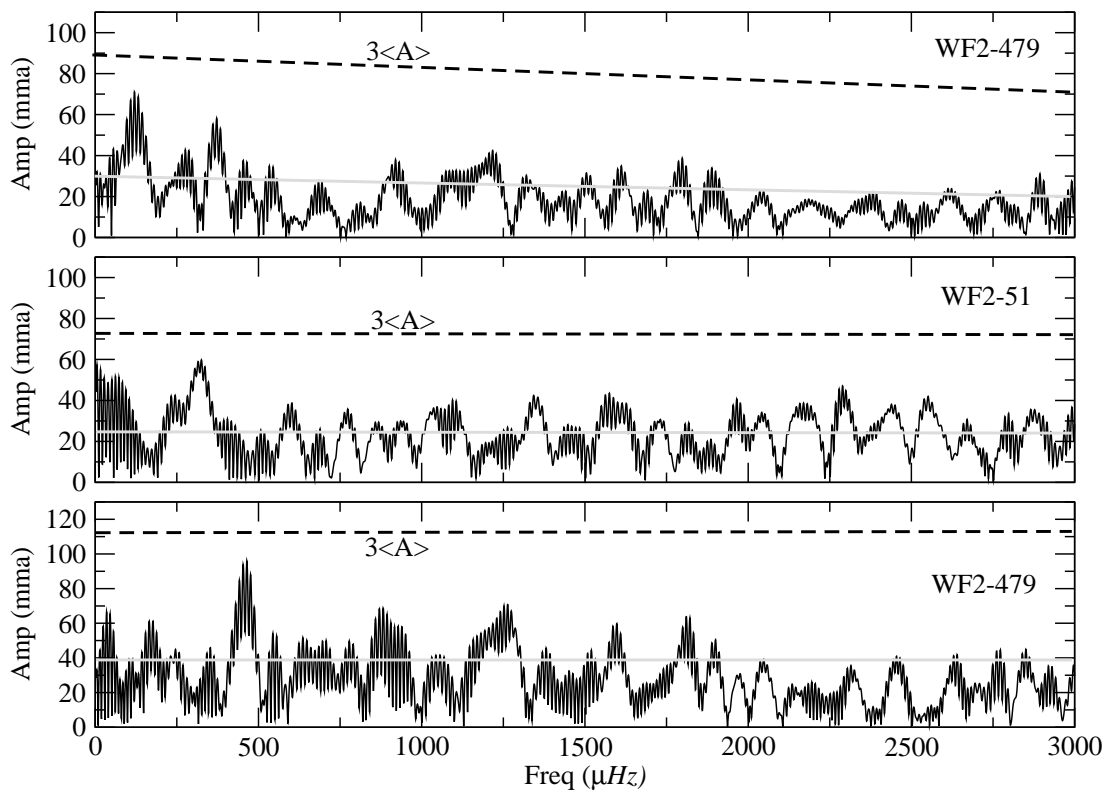


Figura 3.6: Transformadas de Fourier das curvas de luz de três anãs brancas do NGC 6397, dentro da faixa de instabilidade das DAs. A linha tracejada mostra o limite de 3 vezes a amplitude média (linha sólida), correspondente a um nível de confiança de 99%.

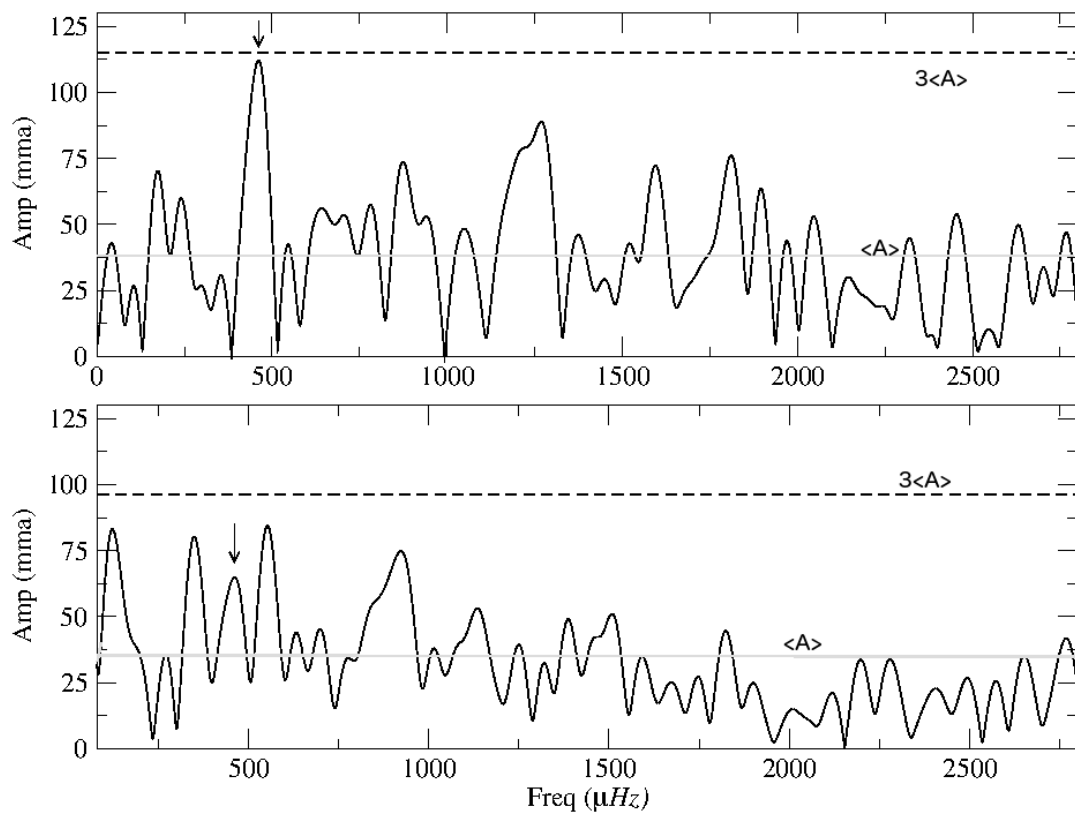


Figura 3.7: Transformada de Fourier da curva de luz de cada noite de observação da anã branca WF2-846. Na primeira noite (acima), o pico de período 2 150 s ($465\mu\text{Hz}$) é 2,9 vezes maior que a amplitude média. Na segunda noite (abaixo) de observação, sua amplitude é menor, apenas 2,0 vezes a amplitude média.

Capítulo 4

Segregação de Massa do NGC 6397

4.1 Função de Luminosidade

A Função de Luminosidade (FL) é uma importante fonte de informação sobre várias características de um aglomerado, especialmente as características relacionadas com a dinâmica e evolução. Em particular, uma dependência radial da FL pode implicar a segregação de massa (Ferraro et al., 1997).

Estudando a FL do NGC 6397 com os nossos dados obtidos a partir do ESO-VLT, observamos que havia uma diferença entre o número de estrelas mais brilhantes na região mais próxima do centro do aglomerado e na região mais externa. Sendo o NGC 6397 um aglomerado de alta densidade central, foi necessário fazer uma análise para determinar se esta diferença só é observada devido à completeza dos dados ou se era um efeito de segregação de massa.

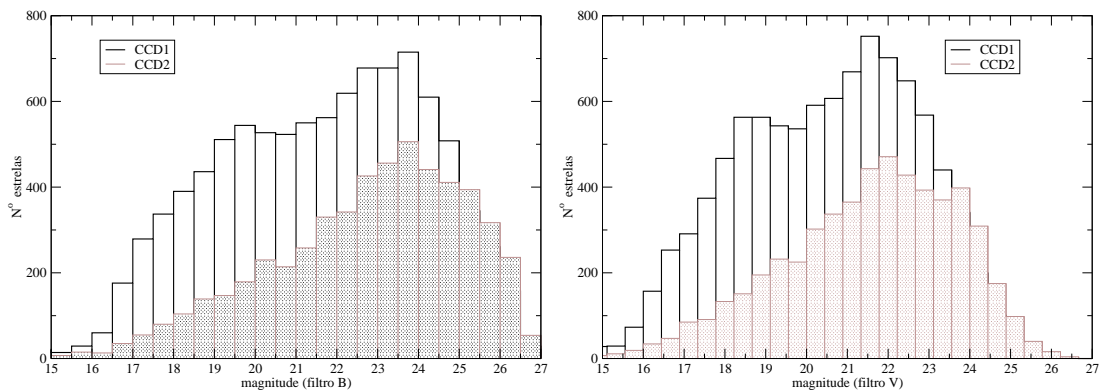


Figura 4.1: Função de luminosidade nos filtros B e V para os dados do NGC 6397 obtidos com o ESO-VLT. Observa-se que há uma diferença entre o número de estrelas mais brilhantes entre cada um dos dois CCDs.

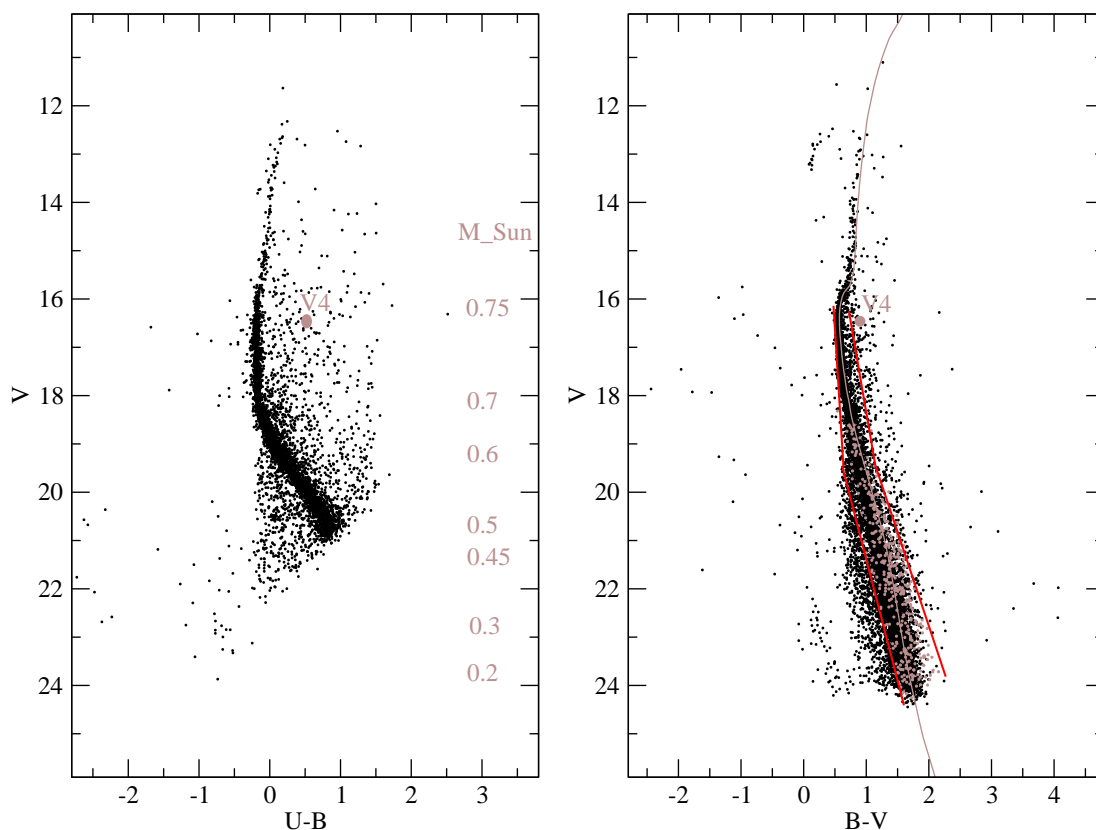


Figura 4.2: Diagrama cor-magnitude utilizado para descartar os possíveis objetos não pertencentes ao aglomerado, onde em preto aparecem os objetos rejeitados e em cinza (no painel da direita) os objetos definidos como membros do aglomerado.

4.1.1 Diagrama Cor-magnitude

O diagrama cor-magnitude (CMD) do NGC 6397 obtido a partir dos nossos dados para cor (B-V) e magnitude V, é mostrado na Figura 4.2. Este CMD também foi utilizado para descartar possíveis objetos de campo, não pertencentes ao aglomerado. Para esta seleção, foram levadas em conta a distância das estrelas à Sequência Principal (SP) e as incertezas fotométricas.

Este procedimento também elimina algumas estrelas que pertencem ao aglomerado (por exemplo, anãs brancas), porém, como nosso objetivo aqui era estudar as estrelas mais brilhantes, as estrelas descartadas são praticamente desprezíveis. Este procedimento eliminou aproximadamente 25 por cento das estrelas originalmente presentes no CMD.

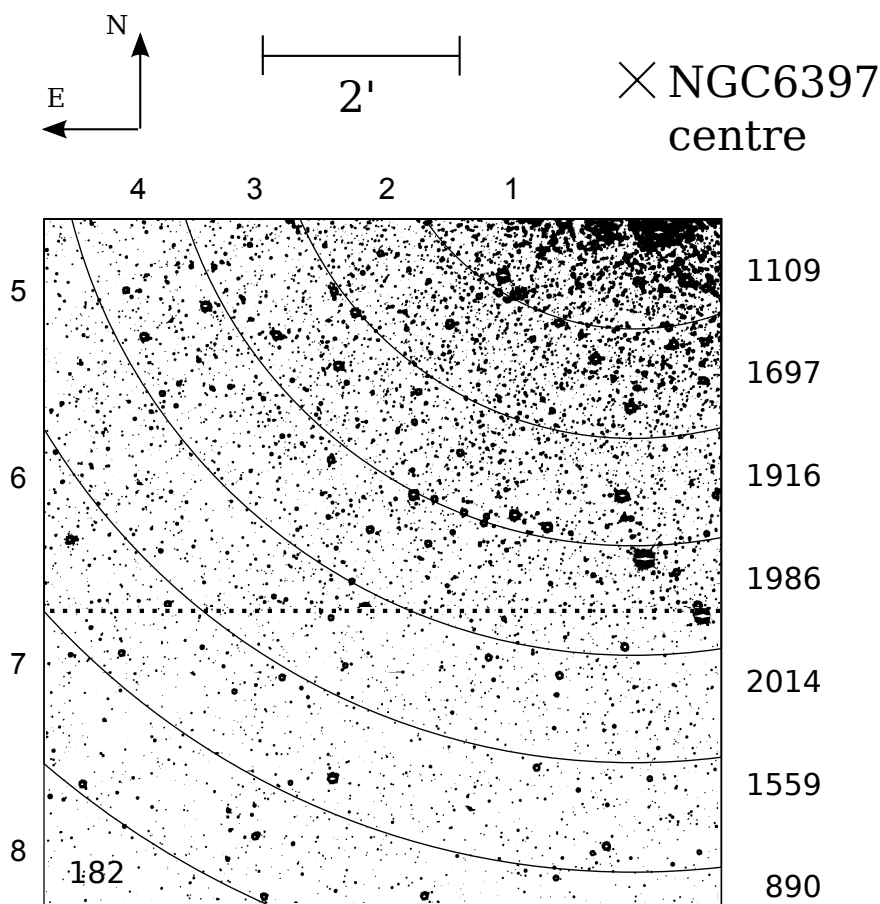


Figura 4.3: Anéis em torno do centro da NGC 6397. O anel interno encontra-se a aproximadamente ~ 1 arcmin do centro do aglomerado (0,72 pc). A linha a tracejado indica a separação entre CCD1 (acima) e CCD2 (abaixo). O número de estrelas encontradas em cada anel é mostrado à direita de cada anel, e no interior do oitavo.

4.1.2 Anéis em torno do centro do NGC 6397

Para investigar se a diferença na quantidade de estrelas mais brilhantes próximas do centro do aglomerado (inicialmente observada no CCD1) era real, as imagens ESO-VLT foram cortados em 8 seções concêntricas radiais com a mesma espessura, centrados no centro de aglomerado, como mostrado na Figura 4.3, onde o anel interno encontra-se a aproximadamente ~ 1 arcmin do centro do aglomerado (0,72 pc). A partir de agora estas superfícies são referidas simplesmente como *anéis*. O número de estrelas encontradas em cada anel, antes de fazer o corte das estrelas de campo, é mostrado na mesma figura.

Tendo feito os fracionamentos dos anéis, a FL de cada anel foi determinada, como mostrado na Figura 4.4. Observa-se que há uma diminuição no número de

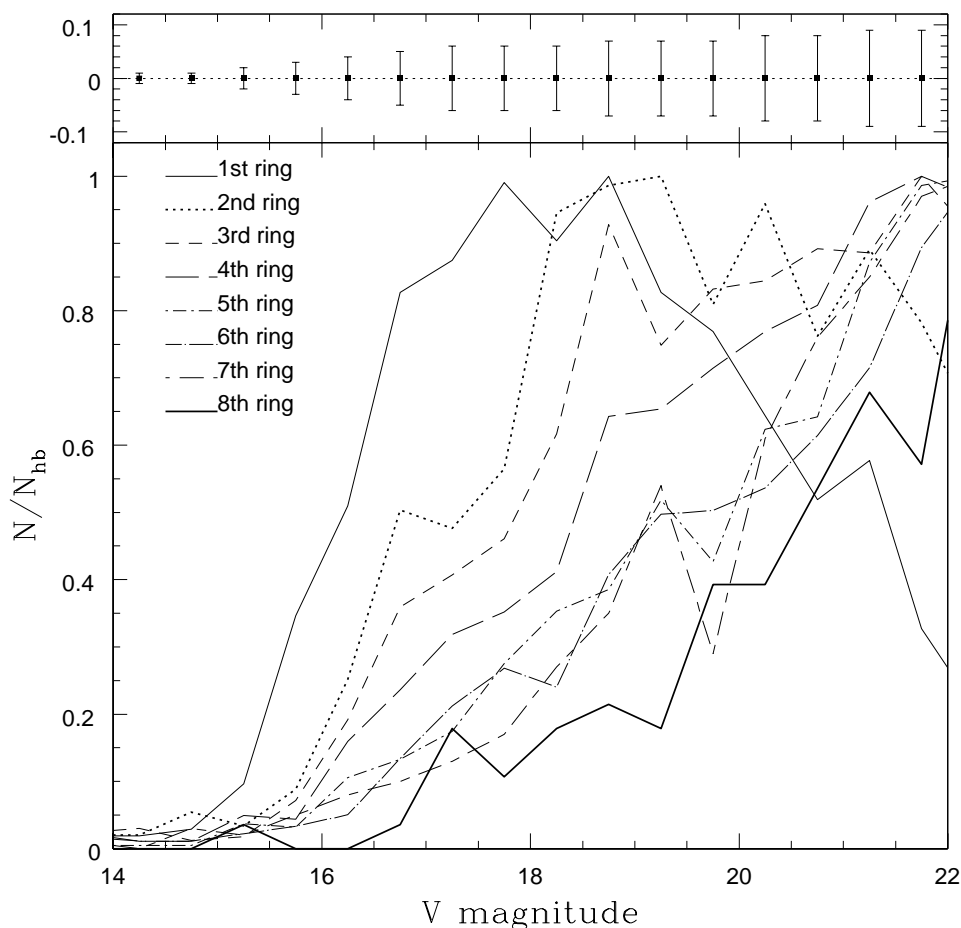


Figura 4.4: Função de luminosidade para cada anel, normalizado pelo bin de maior valor, ainda não corrigido por completude. As incertezas representativas são mostradas no topo painel.

estrelas mais brilhantes à medida que os anéis se tornam mais distantes do centro do aglomerado, antes da correção por completude, antes de excluir as estrelas de campo pelo CMD.

Estudamos posteriormente a completude espacial e fotométrica por meio de simulações de estrelas artificiais. Em resumo, foram inseridas nas imagens de 300 s no filtro V, grades de estrelas artificiais (igualmente espaçadas e com a mesma magnitude em cada grade) com a magnitude variando de 13 a 26, e com incrementos de 0,5 magnitude. As grades de estrelas artificiais para CCD1 e CCD2 contém 1 008 e 756 estrelas, respectivamente, o que corresponde a aproximadamente 10 por cento do número total de estrelas observadas no total das imagens. Nós assumimos que esses números são altos o suficiente para produzir perfis de completude estatisticamente

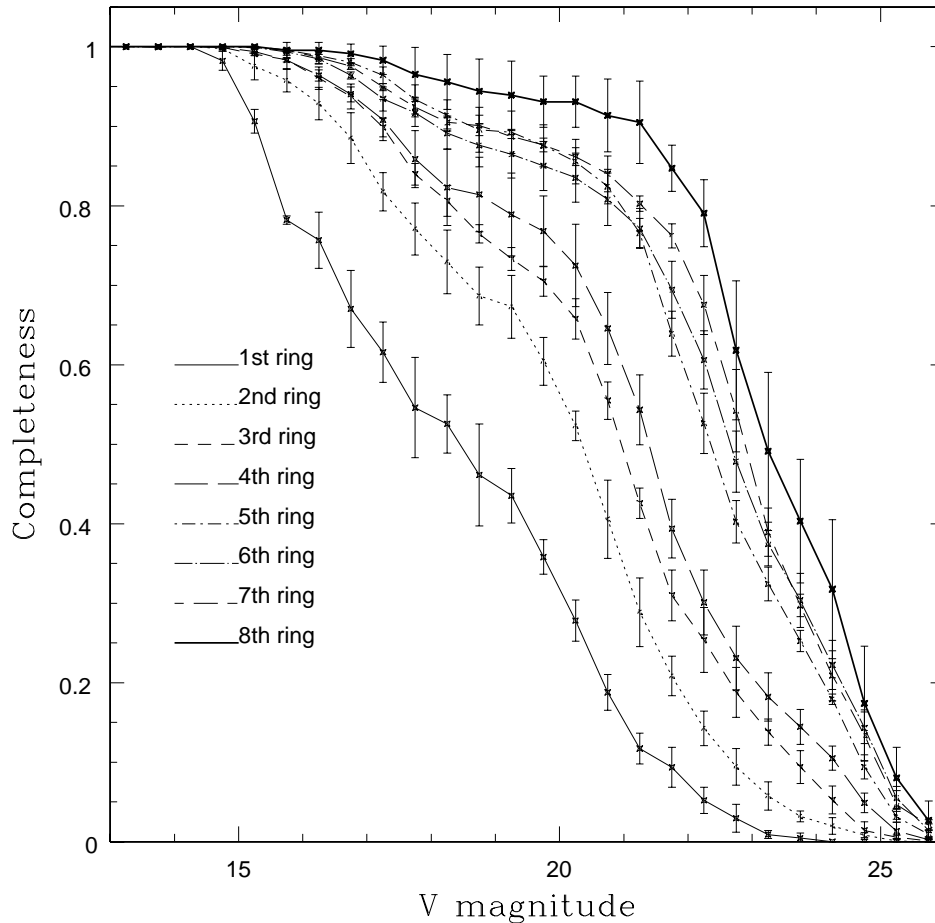


Figura 4.5: Completeza no filtro V obtida para cada anel. As barras de erro representam incertezas de $\pm 1\sigma$.

significantes para cada anel, sem causar sobreposição significativa com as estrelas do aglomerado. Obtivemos fotometria destas imagens com o mesmo procedimento das imagens reais.

Com a completeza determinada, foi realizada a correção no número de estrelas em cada anel, resultando na FL para cada anel mostrada na Figura 4.6, confirmando a presença de uma maior densidade de estrelas brilhantes, consequentemente mais massivas, em torno da região central do NGC 6397, o que é consistente com a característica de segregação de massa. Ao mesmo tempo, há uma deficiência acentuada de estrelas brilhantes no anel mais externo.

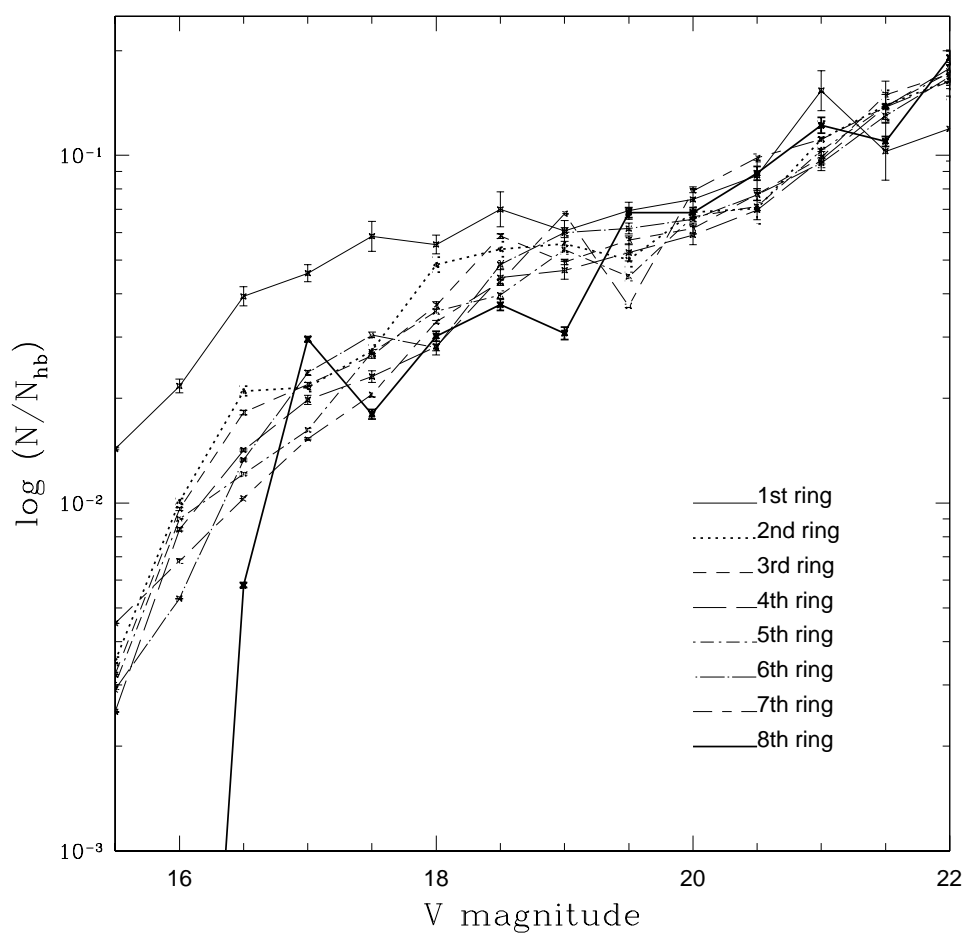


Figura 4.6: Função de luminosidade para cada anel no filtro V, normalizado pelo maior valor, após a correção por completude. Novamente se observa que as estrelas brilhantes são mais abundantes perto do centro do aglomerado.

4.2 Deprojeção

Os anéis, na verdade, correspondem a projeções de uma estrutura tridimensional. Neste sentido, a LF projetada de um dado anel está contaminada por estrelas das camadas exteriores. Assim, antes de realizar a análise final da segregação de massa em NGC 6397, é necessário realizar a deprojeção do perfil de brilho superficial e do perfil de densidade radial estelar, definindo R como a distância projetada a partir do centro do aglomerado (em segundos de arco), como visto pelo observador, e r como sendo a distância real (não projetada) a partir de uma imagem tridimensional de coordenadas para o centro aglomerado. Como nossas observações não incluem a região central do aglomerado, é necessário complementá-las com dados disponíveis na literatura.

4.2.1 Perfil de Brilho Superficial (PBS)

Comparamos três PBSs do NGC 6397 apresentados pelos autores:

- King (1962, 1966);
- Trager et al. (1995),
- Noyola & Gebhardt (2006),

apresentados na Figura 4.7.

Os dados obtidos por Trager et al. (1995) cobrem todo o campo do NGC 6397 no filtro V, chegando até 16 arcmin a partir do centro do aglomerado. Os dados de Noyola & Gebhardt (2006) alcançam até ~ 100 arcsec (usando WFPC2/HST imagens em F555W, F606W e F814W).

4.2.2 Perfil de Densidade Radial (PDR)

O Perfil de Densidade Radial (PDR) mostrado na Figura 4.8, corresponde a uma combinação de três conjuntos de dados:

1. Drukier et al. (1993), alcançando toda a extensão do aglomerado;
2. as imagens públicas do HST - Hubble Legacy Archive com a câmera WFPC2 (*Wide Field and Planetary Camera 2*), cobrindo a região central com $R \leq 60$ arcsec,
3. nossos dados obtidos com o ESO-VLT ($60 \text{ arcsec} \leq R \leq 600 \text{ arcsec}$).

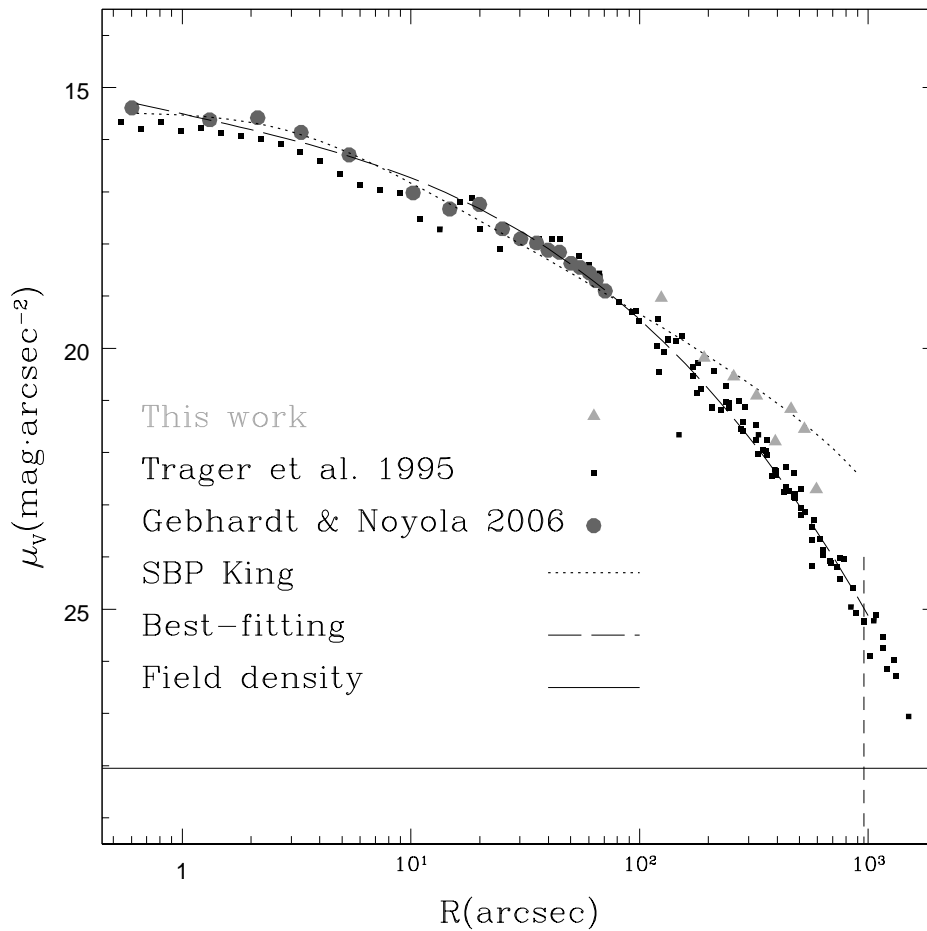


Figura 4.7: Perfil de brilho de superficial: função ajustada e os dados utilizados neste trabalho para determinar a densidade de luminosidade do NGC 6397. O perfil de King (linha pontilhada) para a luminosidade não se ajusta com o perfil observado. O melhor ajuste usado neste trabalho são os polinômios de Chebyshev (linha tracejada), semelhante a Trager et al. (1995). A linha vertical pontilhada indica o raio de maré e a linha sólida, a densidade de luminosidade das estrelas de campo da Via Láctea.

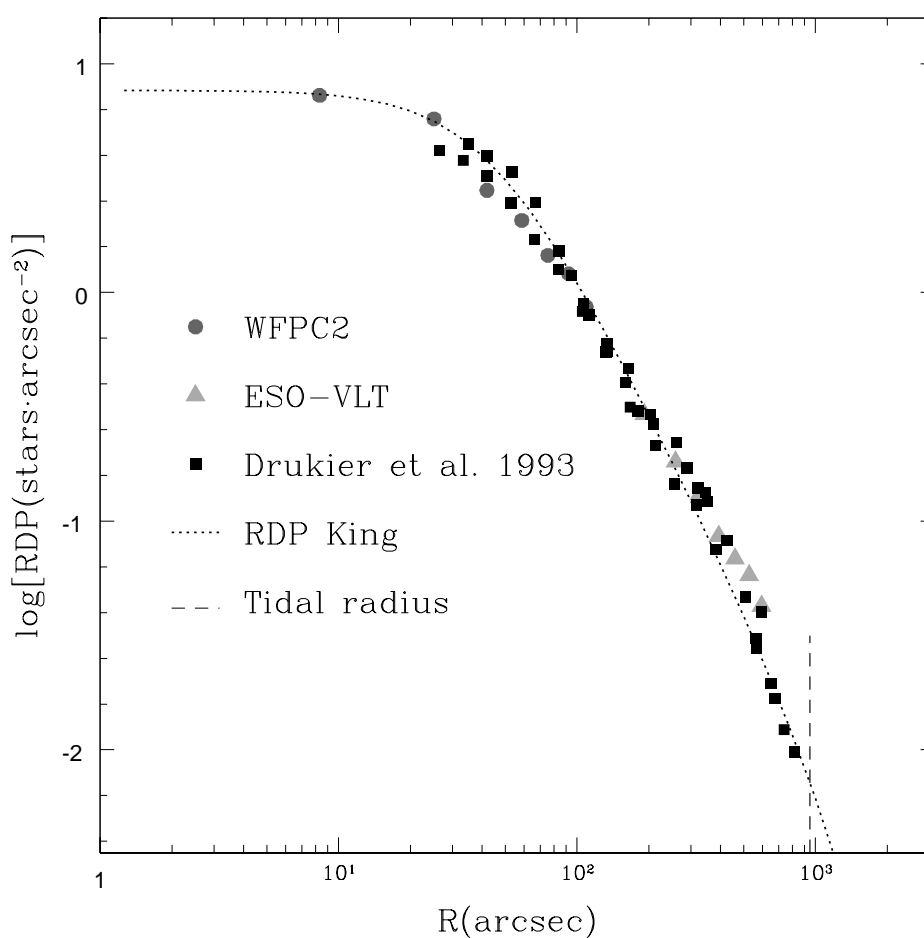


Figura 4.8: Perfil de Densidade Radial do NGC 6397, usando os dados de Drukier et al. (1993) (quadrados), dados do ESO-VLT (triângulos) e WFPC2 data (estrelas), que ajustam um perfil king (linha pontilhada). A linha vertical tracejada indica o raio de maré.

Primeiramente ajustamos o ponto mais externo (950 arcsec) dos dados de Drukier et al. (1993) para a densidade do fundo, assumindo que as estrelas ausentes (mais fracas do que os dados observacionais) formam uma distribuição constante. Então os perfis foram combinados com a condição de que a quantidade total de estrelas correspondesse a uma massa total de $1,1 \times 10^5 M_{\odot}$ (Heyl et al., 2012b). Com isso, encontramos que o número total de estrelas do NGC 6397 é de 193 000 estrelas, concordando com os resultados de Heyl et al. (2012b) e Hurley et al. (2008).

Para determinar a densidade deprojetada de estrelas do conjunto [$\rho_N(r)$ na Fig. 4.10], calculamos o volume do anel mais externo (geometricamente) e sua densidade (a partir de dados observacionais). Em seguida, calcula-se o número de estrelas dentro do anel imediatamente interior e o seu volume. Subtraindo a quantidade de estrelas dos anéis exteriores, estima-se a densidade do anel posterior ao dividir o restante número de estrelas pelo seu volume calculado. Assim, a densidade de cada camada é calculada a partir dos valores das densidades das camadas externas. O mesmo procedimento é utilizado para a densidade de brilho [$\rho_V(r)$ in Fig. 4.10] Usamos um passo 1 arcsec para a espessura do anel. Em seguida, reprojeta as estrelas do aglomerado assumindo uma simetria radial na sua distribuição.

Fazendo a razão entre a densidade de luminosidade radial deprojetada $\rho_V(r)$ (Fig. 4.10, painel da esquerda) pela densidade-número radial deprojetada $\rho_N(r)$ (Fig. 4.10, painel da direita), calculamos a função de luminosidade radial média (magnitude \bar{V} in Fig. 4.11) das estrelas.

A Figura 4.12. mostra a função de luminosidade convertida em massa (em unidades de massas solares). Observamos uma depressão suave em torno de $0,55 M_{\odot}$ na Figura 4.12. A diminuição desta região pode ser explicada devido ao fato de ocorrer absorção molecular nas atmosferas estelares, também observados na função de luminosidade obtida por Richer et al. (2008).

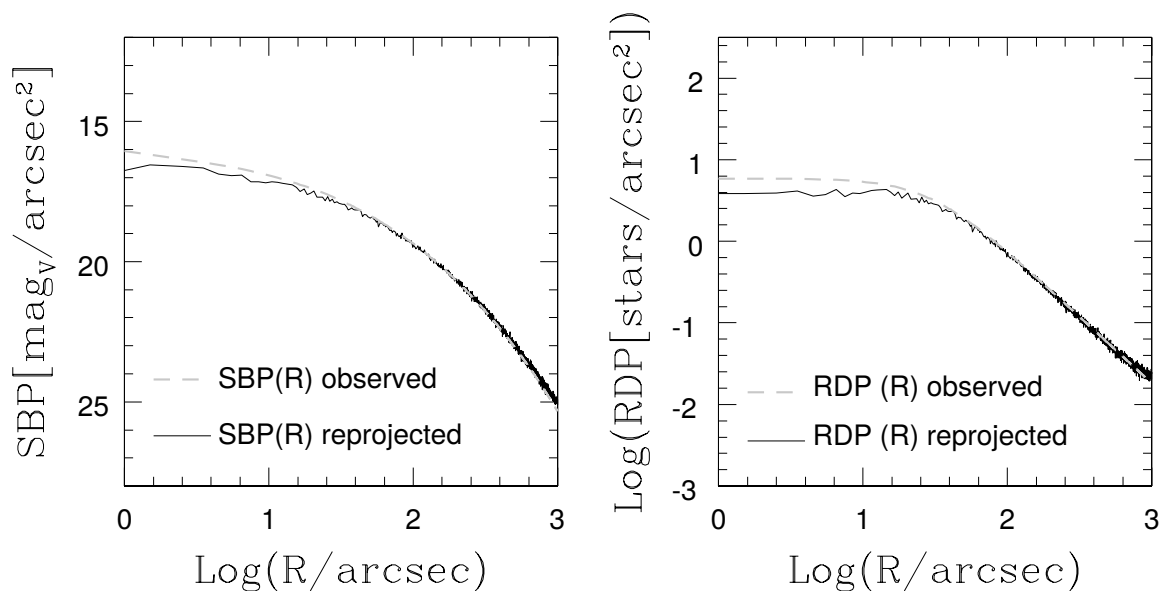


Figura 4.9: Perfil de brilho superfície no filtro V (painel esquerdo) e o densidade-número radial (painel da direita) como função radial R . As linhas tracejadas representam as funções de entrada (PBS e PDR) e as linhas contínuas representam os perfis projetados e reprojitados. Os dados se encaixam a partir do raio de maré para baixo para 1 arcsec de arco para ambas as funções.

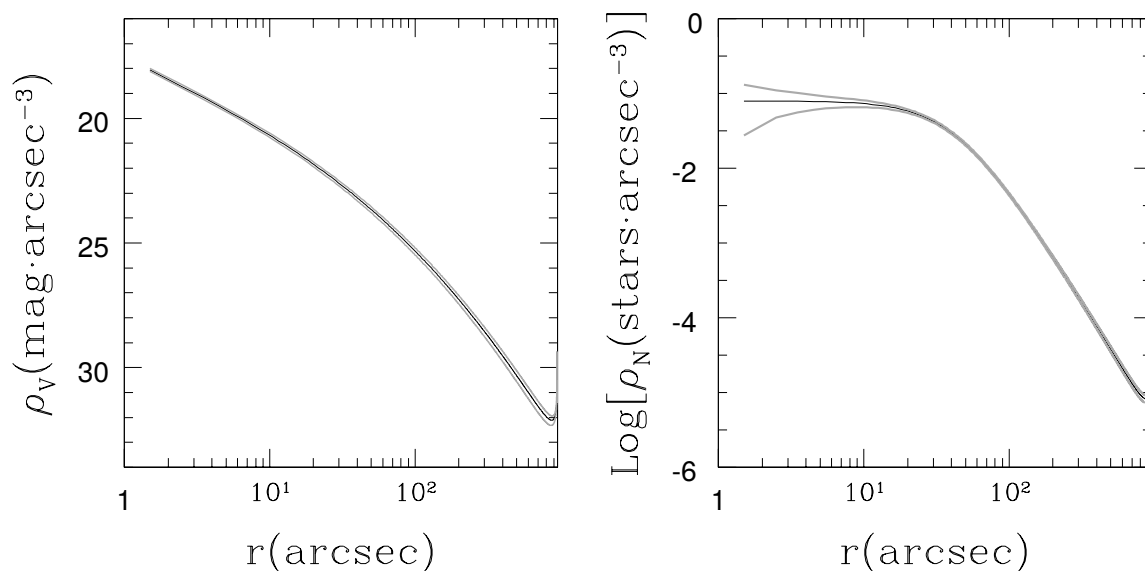


Figura 4.10: Densidade de luminosidade deprojetada $\rho_V(r)$ no filtro V (painel da esquerda) e densidade-número $\rho_N(r)$ (painel da direita) como função de r .

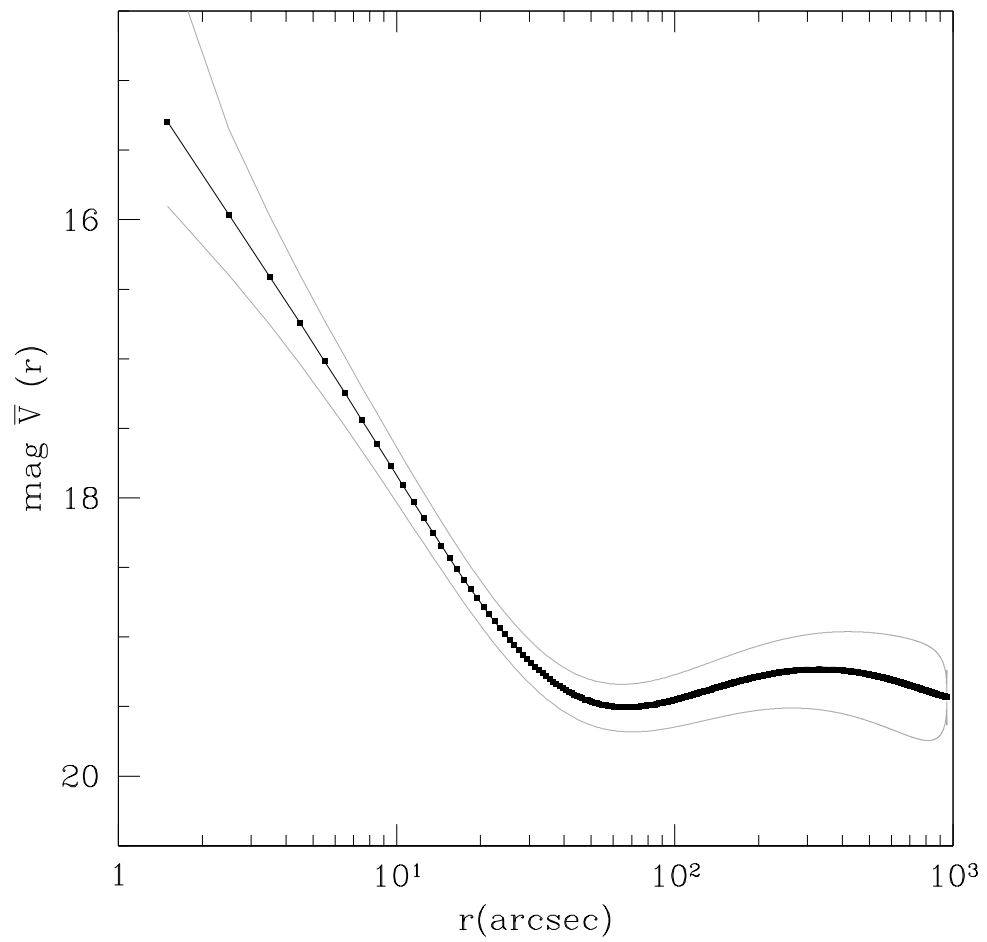


Figura 4.11: Razão entre $\rho_V(r)$ e $\rho_N(r)$ através da magnitude média \bar{V} de estrelas do aglomerado. As linhas superior e inferior representam $\pm 1\sigma$.

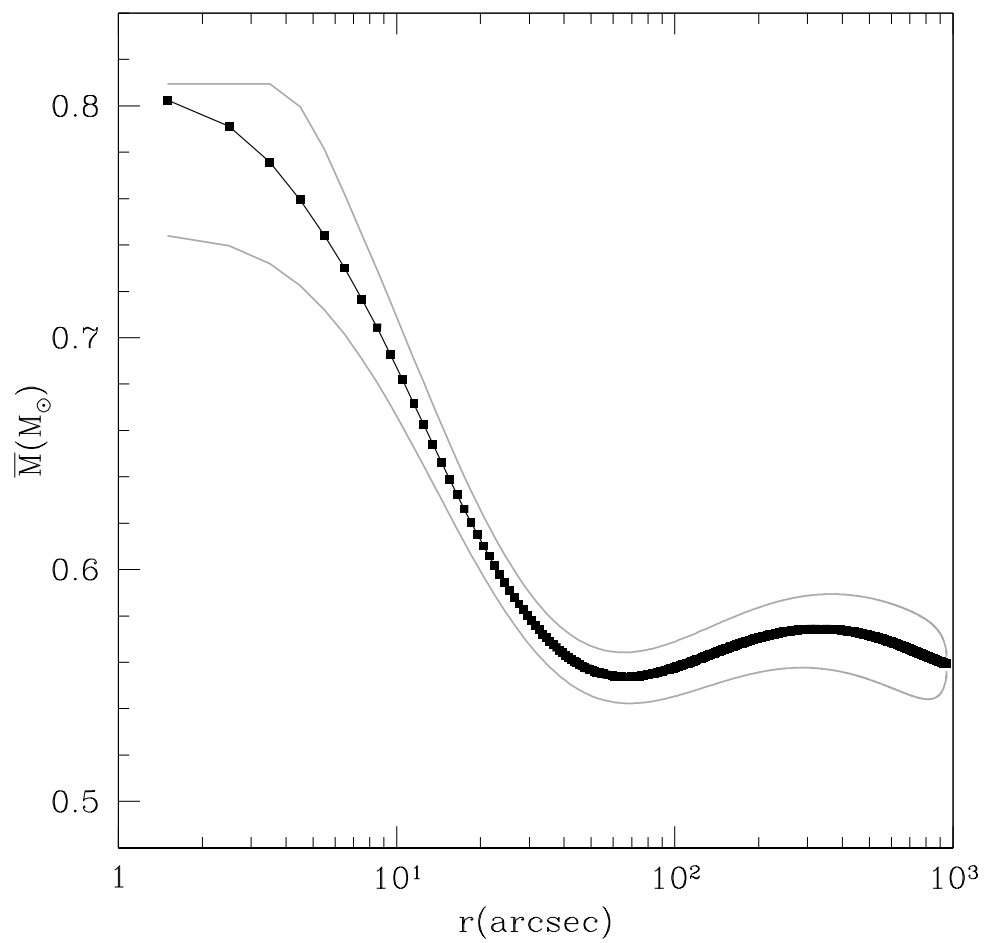


Figura 4.12: Função de luminosidade convertida em massa (em unidades de massas solares). As linhas superior e inferior representam $\pm 1\sigma$.

Capítulo 5

Novas variáveis no NGC 288

Neste capítulo, discutiremos estudos anteriores sobre variáveis no aglomerado globular NGC 288 e a nossa busca por variáveis que nos levou à descoberta de duas novas variáveis SX Phe no NGC 288. Classificamos as novas variáveis como SX Phoenicis por suas características como os períodos do modo fundamental e suas posições no CMD. Além das novas descobertas, também refinamos as estimativas de períodos de outras seis estrelas variáveis já conhecidas. Esses períodos foram então utilizados para estudar a relação período-luminosidade (P-L) das estrelas SX Phe.

5.1 Estudos anteriores do NGC 288

A primeira variável, denominada V1, do NGC 288 foi descoberta em 1943 por Oosterhoff (1943), e possui uma variação de brilho de aproximadamente 103 dias.

Hollingsworth & Liller (1977), em agosto de 1975, observando o NGC 288 por nove noites com o telescópio Yale de 1 m, no *Cerro Tololo Inter-Americano Observatory*, descobriram a segunda variável, V2, uma RR Lyrae com período de 0,679 dias.

Somente em 1996 foi publicada a descoberta de novas variáveis por Kaluzny (1996), observando a parte central do NGC 288 com o telescópio de 0,9 m do CTIO, cobrindo um campo de $13,6' \times 13,6'$, com 0,396 arcsec/pixel, na banda-V. Um total de 81 imagens foram coletadas durante oito noites, entre os dias 6 e 18 de Julho de 1995. As exposições foram de 240 a 600 s. Obtiveram as curvas de luz na banda-B para a V2, para outras duas RR Lyrae, V3 e V4, e quatro SX Phe (V5-V7).

Kaluzny et al. (1997), com campo de observação centrado aproximadamente no centro do aglomerado, monitorando com o telescópio Swope de 1 m e com o telescópio duPont de 2,5 m. Coletaram dados observacionais entre dezembro de 1990 e setembro de 1992. Foram obtidas 462 imagens na banda-V com exposições entre

7 e 10 minutos. Como resultado relatam a descoberta de três novas variáveis: duas SX Phe (V8 e V9) e uma binária de contato (V10) com amplitude de variabilidade menor do que 0,1 mag. Ambas SX Phe são *blue stragglers*.

Kong et al. (2006), usando o *Chandra X-ray Observatory*, detectaram quatro fontes de raios X próximas do NGC 288 e sete fontes adicionais dentro do raio de meia massa. Observaram também com a *Advanced Camera for Surveys* do *Hubble Space Telescope* para identificar as fontes. Encontraram assim cinco candidatas a variáveis cataclísmicas ou binárias cromosféricas ativas.

Mais recentemente Arellano Ferro et al. (2013e) procuraram por novas estrelas variáveis no aglomerado globular NGC 288 em imagens de nove noites durante os anos de 2010 a 2013 com o telescópio de 2m do *Indian Astronomical Observatory* (IAO), utilizando diferentes estratégias de buscas em 5 525 curvas de luz. Porém, não encontraram novas variáveis.

5.2 Parâmetros do NGC 288

Obtivemos os diagramas cor-magnitude (CMD) para o NGC 288 usando o telescópio SOAR de 4.1-m com filtros U, B e V, mostrados na Figura 5.1.

Para o CMD com magnitude V e cor (B-V), fizemos uma correção usando o mapa de avermelhamento diferencial (Fig. 5.2) construído por Bonatto et al. (2013).

Obtivemos os principais parâmetros para o NGC 288 comparando as linhas de tendência média dos CMDs com as isócronas da *Dartmouth Stellar Evolution Database* (Dotter et al., 2008) e selecionando aquela que melhor se ajustou. A isócrona de melhor ajuste possui metalicidade $[Fe/H] = -1,1 \pm 0,1$, avermelhamento $[E(B-V)] = 0,02$ e módulo de distância $14,57 \pm 0,08$. Estes valores estão de acordo com a metalicidade espectroscópica $[Fe/H] = -1,32$, avermelhamento $[E(B-V)] = 0,03$ e $[(m-M)_V = 14,84]$, Harris (1996) (2010 edition).

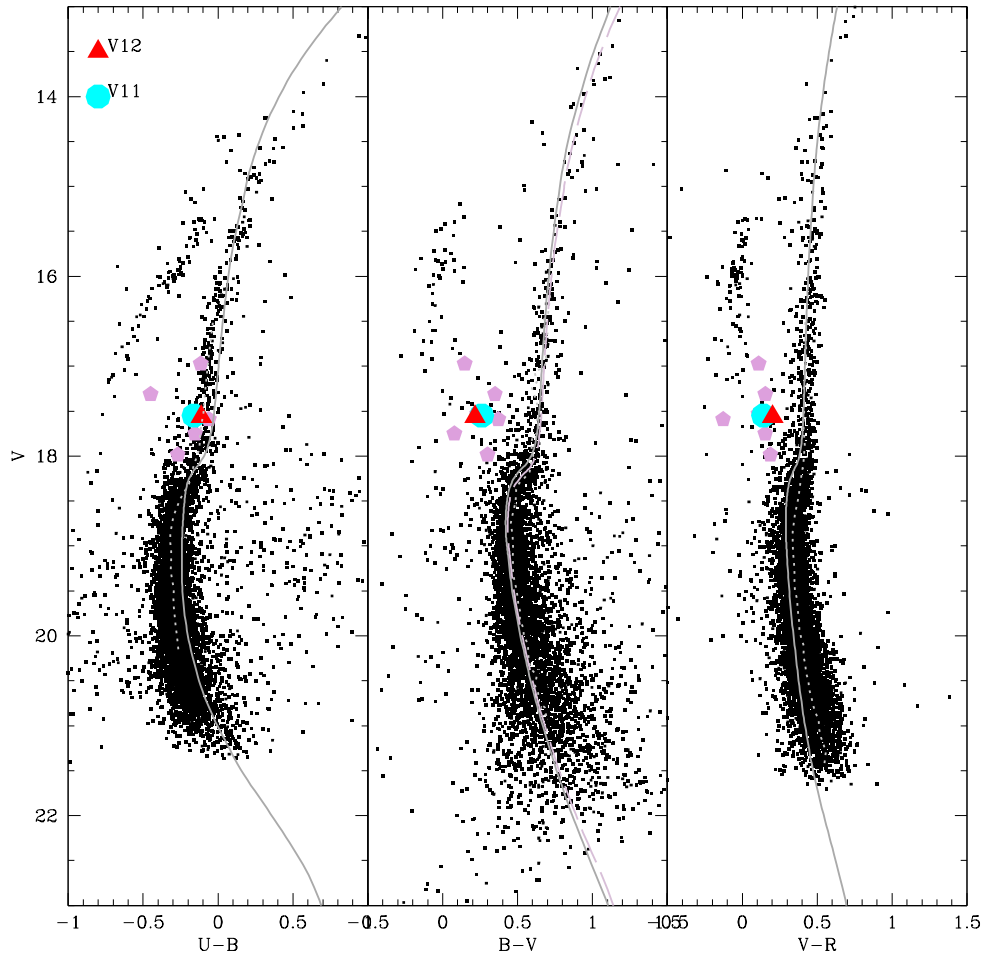


Figura 5.1: Diagrama cor-magnitude para o NGC 288 nos filtros U, B e V, mostrando a localização das estrelas variáveis já conhecidas e as duas novas descobertas (V11 e V12). A linha pontilhada mostra a linha de tendência média. A linha contínua mostra a isócrona de melhor ajuste, através da qual foram obtidos os parâmetros de metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}] = -1,1 \pm 0,1$, avermelhamento $E(\text{B}-\text{V}) = 0,02 \pm 0,01$ magnitudes, módulo de distância $(m-M)_0 = 14,57 \pm 0,08$ magnitudes e parâmetro de idade 13,5 Gyr. O CMD com cor (B-V) foi corrigido pelo mapa de avermelhamento diferencial (Bonatto et al., 2013). A linha tracejada mostra o ajuste com $[\text{Fe}/\text{H}] = -1,1 \pm 0,1$ e $(m-M)_0 = 14,72 \pm 0,01$.

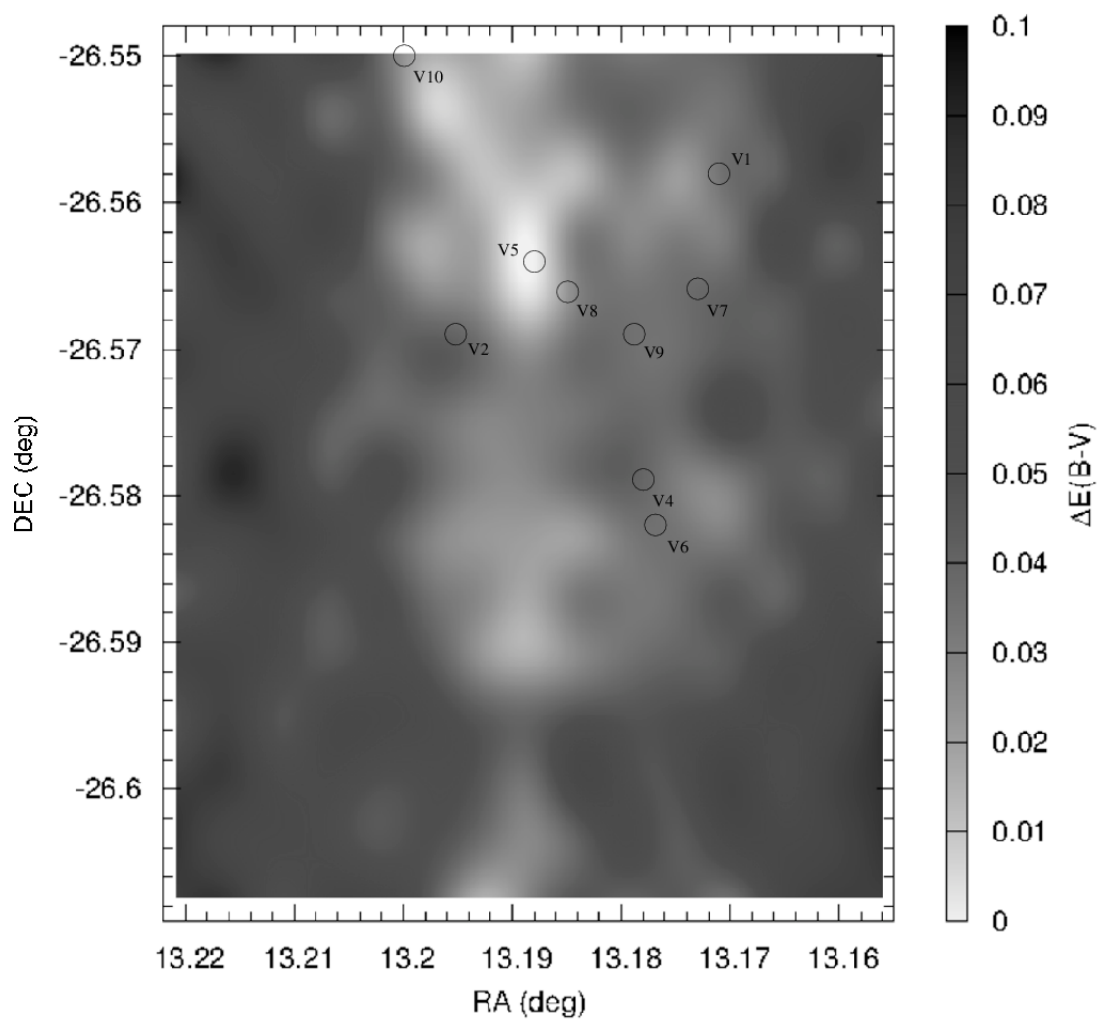


Figura 5.2: Mapa de avermelhamento diferencial $E(B-V)$ para o aglomerado globular NGC 288 construído por Bonatto et al. (2013).

5.3 Procedimentos metodológicos

Após a redução e tratamento dos dados, foram extraídas as curvas de luz de cada uma das estrelas do NGC 288, aproximadamente 15 000 fontes.

5.3.1 Índice E

Em diversas situações o cérebro humano pode ser um eficiente processador de imagens e eficiente na identificação de variabilidade. Entretanto, para grandes volumes de dados, é altamente desejável automatizar a identificação de variáveis através de algoritmos computacionais. Welch & Stetson (1993) apresentam uma técnica robusta de detecção de estrelas variáveis para buscas automatizadas (denominado índice J). A correlação da variação de brilho entre as imagens permite a extração de informações sobre a variabilidade na presença de um ruído fotométrico aleatório, mas não serve para ruído não aleatório (sistemático), como a contaminação introduzida pelas raias de difração.

Stetson (1996) utilizou um algoritmo computacional para a detecção automática de variáveis Cefeidas e para estimar os períodos e as amplitudes médias das variações em magnitude. Karoff et al. (2007) utilizaram a variabilidade do índice J definido por Welch & Stetson (1993) e Stetson (1996) para identificar estrelas variáveis, relacionando o índice com as magnitudes em dois filtros diferentes.

Como possuímos uma grande quantidade de curvas de luz, procuramos um critério para ordenamento das mesmas que fornecesse uma significância estatística de variabilidade, para posterior inspeção visual, levando em conta a incerteza nas medidas de magnitude.

Baseado no índice \mathbf{J} , definimos o índice E_B (Equação 5.1), como sendo a média dos valores absolutos dos desvios do brilho da estrela (em magnitudes) no filtro, em relação ao brilho médio, normalizado pela incerteza da medida:

$$E_B = \frac{1}{(n-1)} \sum_{i=1}^n \left| \frac{m_i - \bar{m}}{\sigma_{m_i}} \right| \quad (5.1)$$

onde m_i é a magnitude aparente de uma estrela na imagem i com incerteza σ_{m_i} , e \bar{m} é a magnitude média para a estrela, para o conjunto de n imagens. O índice E , portanto, indica quantas vezes, em média, o desvio medido no brilho é maior do que a incerteza da medida. A Figura 5.3 mostra a distribuição do índice E_B em função da magnitude média no filtro B das curvas de luz. As estrelas marcadas na figura serão explicadas a seguir.

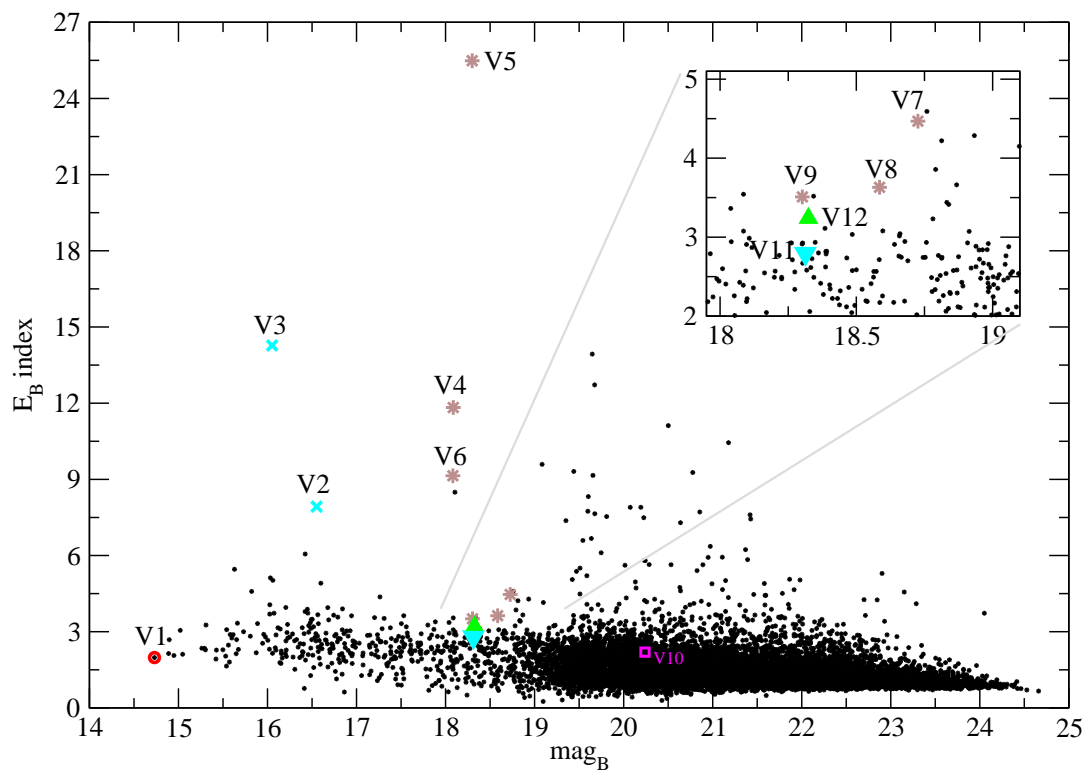


Figura 5.3: Distribuição dos valores do índice E_B em função da magnitude média no filtro B das nossas curvas de luz. As estrelas marcadas são as já conhecidas no aglomerado globular NGC 288 e nossas duas novas descobertas.

Tendo feita a classificação do maior para o índice E_B , consideramos como candidatas à variáveis as estrelas com $E_B > 1,4$, possuindo a probabilidade de falso alarme menor do que 5%. Todas as curvas de luz selecionadas foram inspecionadas visualmente para remover os falsos alarmes.

Para cada uma, nós calculamos a transformada de Fourier e procuramos picos com amplitudes superiores a três vezes a amplitude média, ou seja, picos acima do limite de confiança de 99%. Quando uma ou mais frequências foram encontradas, fizemos o ajuste não-linear de uma função multi-periódica para refinar os valores de frequência, amplitude e tempo de máximo, conforme a da Equação 5.2:

$$I(t) = \sum_{k=1}^N A_k \sin \left[2\pi f_k (t - T_{max,k}) + \frac{\pi}{2} \right] , \quad (5.2)$$

onde, f_k é a frequência, A_k a amplitude e $T_{max,k}$ o tempo de máximo da componente k . A função $I(t)$ modela a variabilidade na curva de luz da estrela, como é mostrado mais adiante, por exemplo, no ajuste da Figura 5.11.

5.4 Comparação com resultados anteriores

A seguir faremos uma comparação das curvas de luz de algumas das variáveis mencionadas anteriormente obtidas a partir das nossas observações com as curvas de luz publicadas por outros autores. Na Tabela 5.1 estão listadas as variáveis (V1 a V10) conhecidas do NGC 288, com as respectivas coordenadas e o período principal de oscilação.

Na Tabela 5.2 são apresentados os dados fotométricos, como as magnitudes médias nos filtros U, B, V e R para as variáveis V2 a V9 obtidas a partir dos nossos dados.

Na Tabela 5.3 estão listados os valores das frequências de pulsação das variáveis já conhecidas do NGC 288, onde f_0 é a frequência do modo fundamental, A_0 a amplitude, f_1 e A_1 a frequência e amplitude do primeiro sobretom, respectivamente, e assim sucessivamente nos nossos dados. Não foi possível, a partir dos nossos dados, determinar os parâmetros de variabilidade para as variáveis V1, V2 e V10 porque nossa base de tempo não cobria os longos períodos de pulsação das mesmas.

A Tabela 5.4 mostra uma comparação entre os períodos das estrelas variáveis encontrados em estudos anteriores e os períodos das mesmas estrelas obtidos através do presente estudo.

Tabela 5.1: Parâmetros das variáveis já conhecidas no NGC 288.

Nome	R.A.(J2000) (h:m:s)	DEC.(J2000) (d:m:s)	Tipo	Período (dias)	Período (horas)
V1*	00:52:41.13	-26:33:27.2	SM	103*	3 120*
V2**	00:52:46.71	-26:34:07.0	RR Lyr	0,67775 [‡]	16,266 [‡]
V3 [†]	00:52:40.28	-26:32:28.4	RR Lyr	0,4302 [‡]	10,3248 [‡]
V4 [†]	00:52:42.83	-26:34:46.0	SX Phe	0,07907 [‡]	1,89768 [‡]
V5 [†]	00:52:45.05	-26:33:51.7	SX Phe	0,05107 [‡]	1,22568 [‡]
V6 [†]	00:52:42.47	-26:34:54.2	SX Phe	0,06722 [‡]	1,61328 [‡]
V7 [†]	00:52:41.46	-26:33:59.3	SX Phe	0,03996 [‡]	0,95904 [‡]
V8 [‡]	00:52:44.34	-26:33:59.2	SX Phe	0,04653 [‡]	1,11672 [‡]
V9 [‡]	00:52:42.95	-26:34:09.2	SX Phe	0,03937 [‡]	0,94488 [‡]
V10 [‡]	00:52:47.93	-26:33:01.4	W-UMa binary	0,43875 [‡]	10,53 [‡]

*Oosterhoff (1943), **Hollingsworth & Liller (1977), [†]Kaluzny (1996), [‡]Kaluzny et al. (1997)

Tabela 5.2: Magnitudes aparentes das variáveis conhecidas nos diferentes filtros utilizados na observação do NGC 288.

Nome	$\langle U \rangle$	$\langle B \rangle$	$\langle V \rangle$	$\langle R \rangle$
V1	15.93±0.01	14.23± 0.01	12.60±0.01	11.66±0.01
V2	15.79±0.01	15.48±0.01	15.66±0.01	15.28±0.01
V3	15.46±0.01	15.59±0.05	15.20±0.01	15.15±0.01
V4	17.21±0.01	17.56±0.02	17.31±0.02	17.16±0.02
V5	17.67±0.01	17.83±0.05	17.55±0.01	17.60±0.02
V6	17.40±0.02	17.62±0.02	17.27±0.01	16.86±0.02
V7	18.02±0.01	18.28±0.01	17.95±0.02	17.80±0.02
V8	17.90±0.02	17.96±0.03	17.79±0.05	17.72±0.02
V9	17.62±0.01	17.79±0.01	17.53±0.01	17.42±0.01
V10	19.55±0.02	19.81±0.03	19.21±0.03	18.78±0.03

Tabela 5.3: Frequências de pulsação nos nossos dados das variáveis já conhecidas do NGC 288

Variáveis	Frequências (μHz)	Períodos (horas)	Amplitudes (mma)	T_{\max_i} (segundos)
V3	$f_0 = 23,7 \pm 0,6$ $f_1 = 174,1 \pm 3,9$	$P_0 = 11,688 \pm 0,280$ $P_1 = 1,596 \pm 0,037$	$15,9 \pm 0,2$ $1,0 \pm 0,2$	3479 ± 505 5509 ± 456
V4	$f_0 = 147,8 \pm 0,2$ $f_1 = 293,6 \pm 0,5$ $f_2 = 439,3 \pm 1,0$ $f_3 = 585,0 \pm 2,5$	$P_0 = 1,880 \pm 0,003$ $P_1 = 0,946 \pm 0,002$ $P_2 = 0,632 \pm 0,002$ $P_3 = 0,475 \pm 0,002$	$9,3 \pm 0,1$ $3,8 \pm 0,1$ $1,8 \pm 0,1$ $0,7 \pm 0,1$	4492 ± 18 2402 ± 23 1708 ± 34 1314 ± 62
V5	$f_0 = 227,0 \pm 0,5$ $f_1 = 290,3 \pm 1,8$	$P_0 = 1,222 \pm 0,003$ $P_1 = 0,957 \pm 0,006$	$12,8 \pm 0,2$ $3,5 \pm 0,2$	2434 ± 25 2086 ± 72
V6	$f_0 = 174,1 \pm 0,6$ $f_1 = 345,8 \pm 1,1$ $f_2 = 513,9 \pm 2,7$	$P_0 = 1,595 \pm 0,005$ $P_1 = 0,803 \pm 0,003$ $P_2 = 0,540 \pm 0,003$	$11,9 \pm 0,3$ $5,1 \pm 0,3$ $2,2 \pm 0,3$	3642 ± 38 1898 ± 45 1273 ± 73
V7	$f_0 = 289,3 \pm 0,4$	$P_0 = 0,906 \pm 0,001$	$2,4 \pm 0,1$	2271 ± 20
V8	$f_0 = 248,5 \pm 0,7$	$P_0 = 1,118 \pm 0,003$	$1,8 \pm 0,1$	2972 ± 39
V9	$f_0 = 284,8 \pm 5,5$ $f_1 = 409,7 \pm 2,1$ $f_2 = 299,2 \pm 3,4$	$P_0 = 0,975 \pm 0,019$ $P_1 = 0,678 \pm 0,004$ $P_2 = 0,928 \pm 0,011$	$0,9 \pm 0,4$ $0,5 \pm 0,1$ $1,1 \pm 0,3$	2715 ± 191 2084 ± 72 979 ± 126

Tabela 5.4: Comparação entre os períodos das estrelas variáveis encontrados em estudos anteriores sem incertezas publicadas, com os períodos obtidos neste estudo.

Variáveis	Períodos (h) anterior	Períodos (h) atual
V3	10,3248	$P_0 = 11,7 \pm 0,3$ $P_1 = 1,60 \pm 0,04$
V4	1,89768	$P_0 = 1,88 \pm 0,01$ $P_1 = 0,95 \pm 0,01$ $P_2 = 0,63 \pm 0,01$ $P_3 = 0,47 \pm 0,01$
V5	1,22568	$P_0 = 1,22 \pm 0,01$ $P_1 = 0,96 \pm 0,01$
V6	1,61328	$P_0 = 1,60 \pm 0,01$ $P_1 = 0,80 \pm 0,01$ $P_2 = 0,54 \pm 0,01$
V7	0,95904	$P_0 = 0,96 \pm 0,01$
V8	1,11672	$P_0 = 1,12 \pm 0,01$
V9	0,94488	$P_0 = 0,98 \pm 0,01$ $P_1 = 0,68 \pm 0,02$ $P_2 = 0,93 \pm 0,01$

RR Lyrae - V2

A variável V2 é uma RR Lyrae. A curva de luz dobrada em fase obtida por Kaluzny et al. (1997) é mostrada na Figura 5.4.

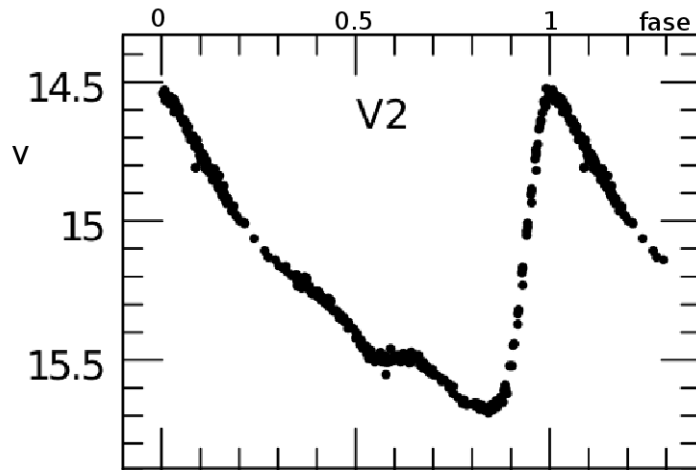


Figura 5.4: Curva de luz dobrada em fase da variável V2 na banda-V com período de 16,266 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997).

Curva de luz no filtro B, a partir de nossos dados, é mostrada na Figura 5.5. Nossos dados cobrem apenas meio período de pulsação.

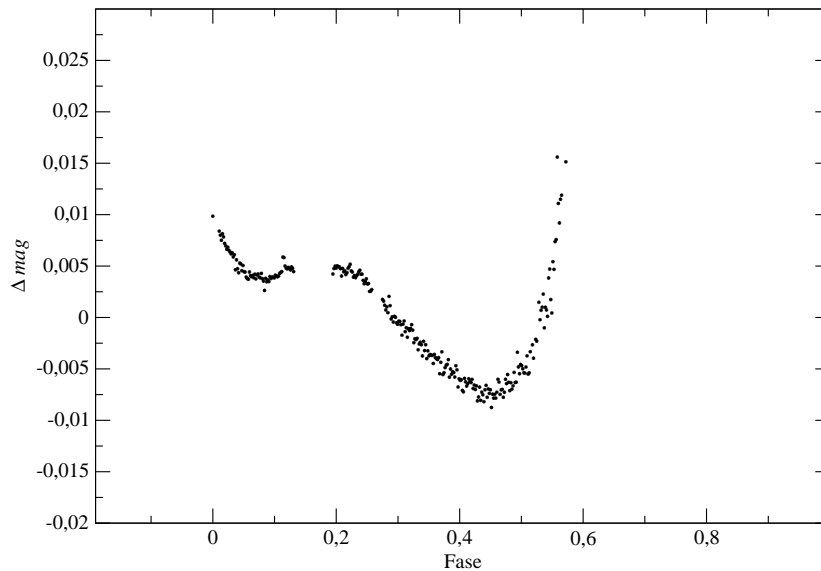


Figura 5.5: Curva de luz dobrada em fase da variável V2, obtida a partir de nossos dados para o filtro B. Não é possível fazer uma comparação direta com a curva de luz obtida por Kaluzny et al. (1997) pois foram obtidas com filtros diferentes.

A transformada de Fourier (Fig. 5.6) calculada a partir da nossa curva de luz, apresenta um pico principal com período de ~ 8 h e um secundário de $\sim 3,2$ h.

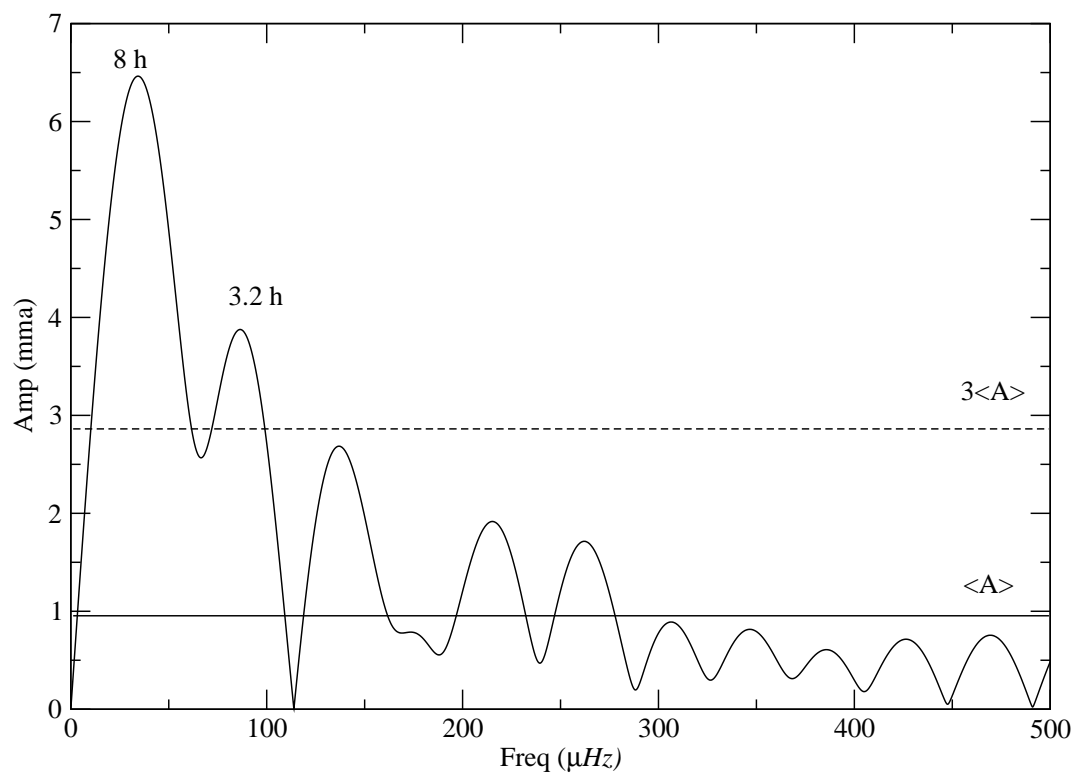


Figura 5.6: Transformada de Fourier da curva de luz da estrela variável V2, indicando período de ~ 8 h e um período secundário de $\sim 3,2$ h. A linha contínua representa o valor médio $\langle A \rangle$ da amplitude dos picos. A linha tracejada indica o nível de $3\langle A \rangle$ usado como limite de detecção.

RR Lyrae - V3

A variável V3 é outra RR Lyrae do NGC 288. Sua curva de luz dobrada em fase obtida por Kaluzny et al. (1997) é mostrada na Figura 5.7.

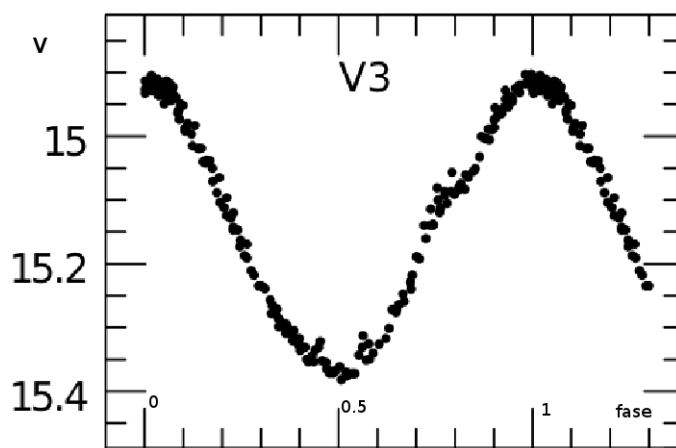


Figura 5.7: Curva de luz dobrada em fase da variável V3 na banda-V com período de 10,32 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997).

A curva de luz a partir de nossos dados no filtro B, é mostrada na Figura 5.8. Assim como no caso da variável RR Lyrae - V2, a curva de luz obtidas por Kaluzny et al. (1997) e curva de luz a partir de nossos dados foram obtidas com filtros diferentes.

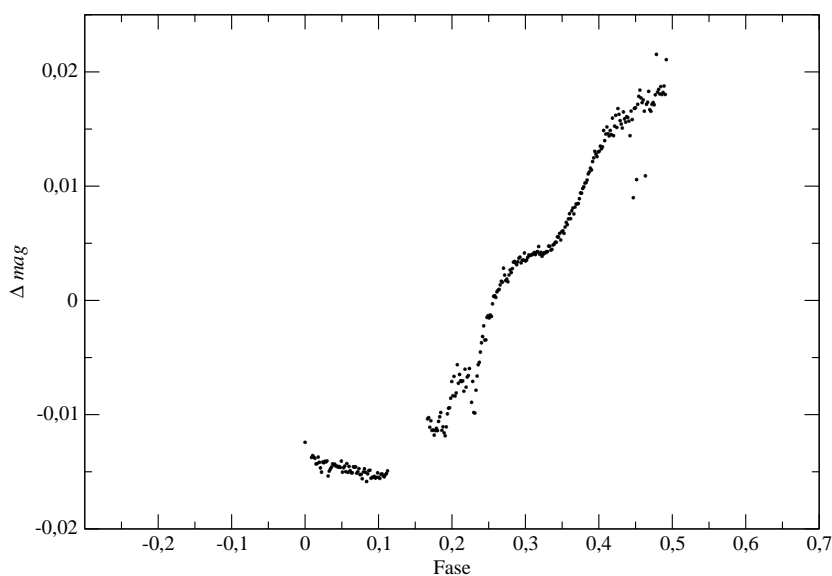


Figura 5.8: Curva de luz em fase dobrada da variável V3, obtida a partir de nossos dados para o filtro B.

A transformada de Fourier da curva de luz da V3 (Fig. 5.9) apresenta um pico

principal com frequência $23,7 \pm 0,6 \mu\text{Hz}$ com amplitude de $15,9 \pm 0,2 \text{ mma}$, correspondendo a um período de $11,7 \pm 0,3 \text{ h}$. Kaluzny et al. (1997) obteve um período de 10,32 h (incerteza não mencionada). Um pico secundário na transformada aparece com frequência de $174 \pm 3 \mu\text{Hz}$ e amplitude $1,0 \pm 0,2 \text{ mma}$.

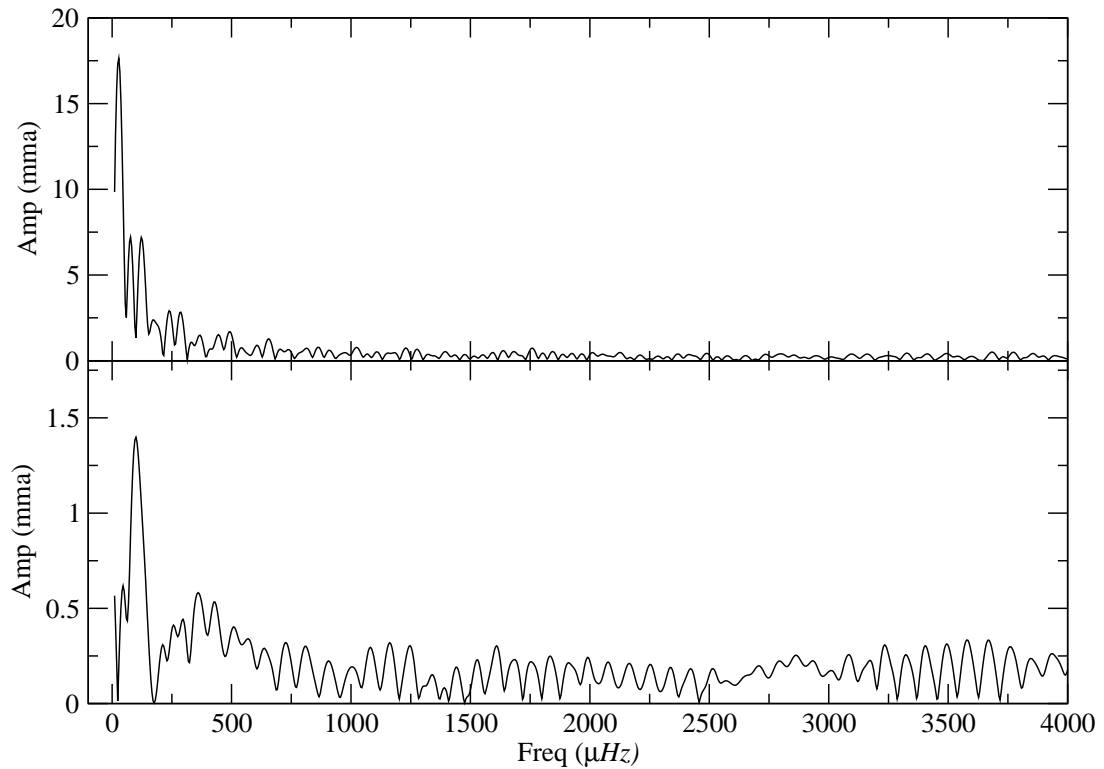


Figura 5.9: Transformada de Fourier da curva de luz da variável V3, indicando período principal com frequência $23,7 \pm 0,6 \mu\text{Hz}$ acima, e um pico secundário na transformada aparece com frequência de $174 \pm 3 \mu\text{Hz}$, abaixo.

SX Phe - V4

A variável V4 é uma SX Phoenicis. A curva de luz dobrada em fase no filtro V observada por Kaluzny et al. (1997) com período de 1,8976 h (incerteza não mencionada), é mostrada na Figura 5.10.

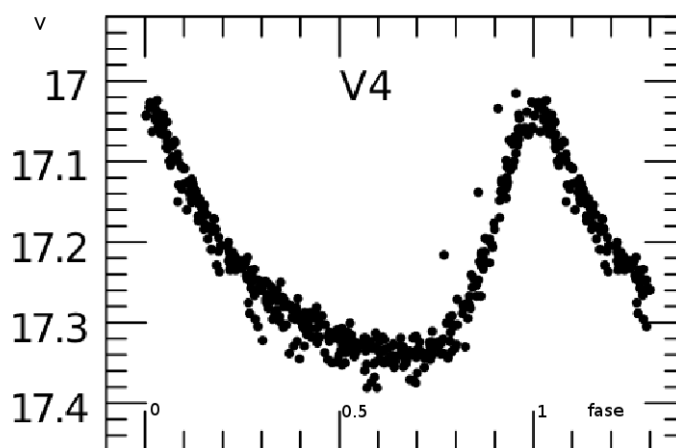


Figura 5.10: Curva de luz dobrada em fase da variável V4, na banda-V com período de 1,8976 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997).

A curva de luz no filtro B das nossas observações, mostrada na Figura 5.11, apresentou um pico principal de período de $P_0 = 1,88 \pm 0,01$ horas e amplitude de $9,3 \pm 0,1$ mma. Um segundo pico com $P_1 = 0,95 \pm 0,01$ horas e amplitude $3,8 \pm 0,1$ mma, um terceiro com $P_2 = 0,63 \pm 0,01$ horas e amplitude $1,8 \pm 0,1$ mma e um quarto pico com período de $P_3 = 0,47 \pm 0,01$ horas e amplitude de $0,7 \pm 0,1$ mma.

O processo de branqueamento da Transformada de Fourier da curva de luz da variável V4 é mostrado na Figura 5.12. Neste processo, o modo de pulsação de maior amplitude é modelado e removido da curva de luz e uma nova TF é calculada para a curva residual, permitindo a busca por modos com menor amplitude. O processo é repetido até que não haja mais nenhum pico acima do limite de detecção. A remoção da interferência de modos de maior amplitude permite refinar o período e a amplitude do modo de pulsação.

V4 apresenta um pico principal de frequência $f_0 = 147,8 \pm 0,2 \mu\text{Hz}$, um segundo pico com $f_1 = 293,6 \pm 0,5 \mu\text{Hz}$, um terceiro com $f_2 = 439,3 \pm 1,0 \mu\text{Hz}$ e um quarto pico com frequência de $f_3 = 585,0 \pm 2,5 \mu\text{Hz}$. A linha contínua representa o valor médio $\langle A \rangle$ da amplitude dos picos. A linha tracejada indica o nível de $3\langle A \rangle$ usado como limite de detecção.

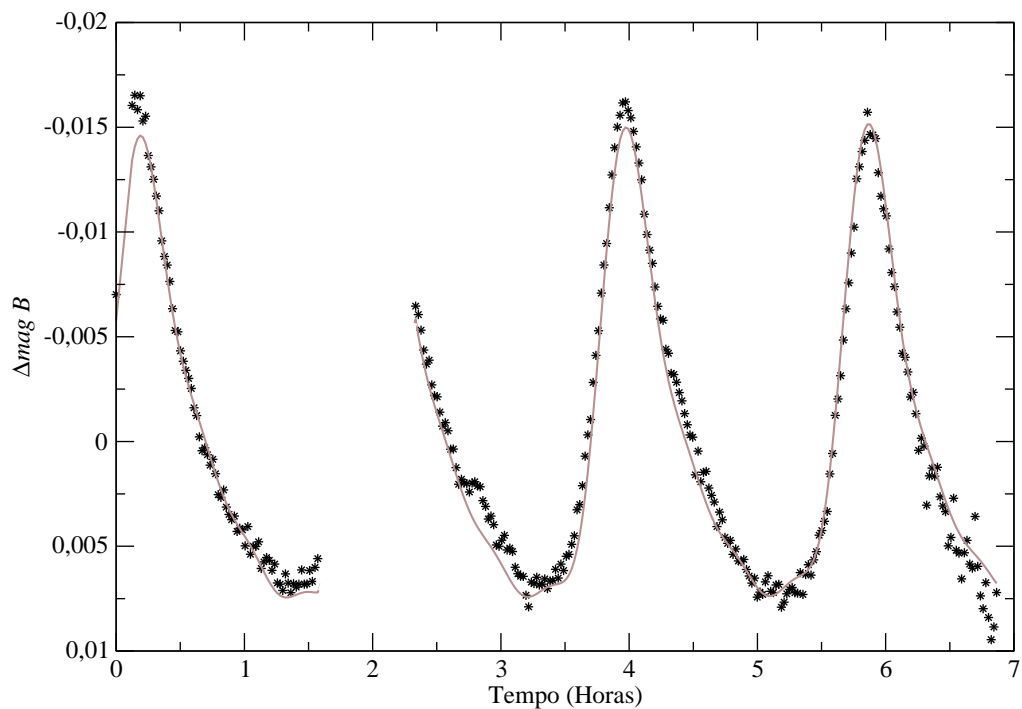


Figura 5.11: Curva de luz no filtro B obtida a partir dos nossos dados para a variável V4. A linha contínua mostra nosso ajuste multi-periódico não-linear, através do qual foram obtidos os períodos $P_0 = 1,88 \pm 0,01$ h, $P_1 = 0,95 \pm 0,01$ h, $P_2 = 0,63 \pm 0,01$ h e $P_3 = 0,47 \pm 0,01$ h.

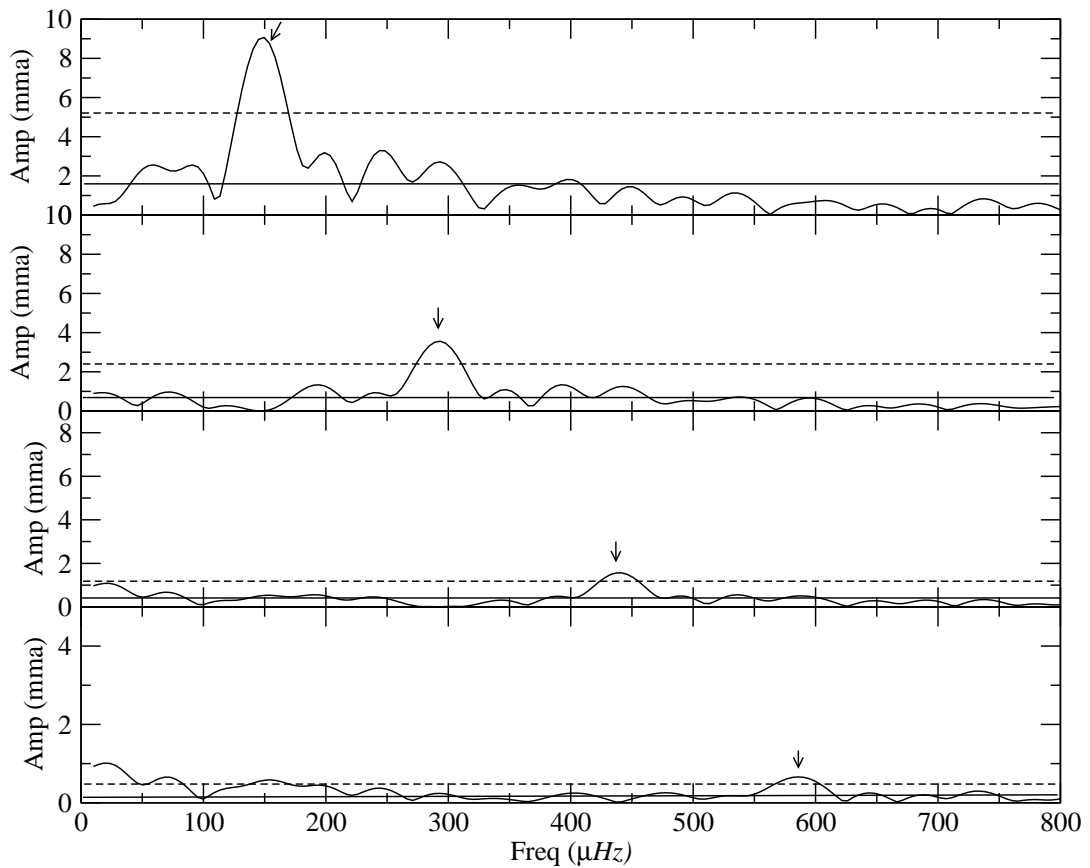


Figura 5.12: Processo de branqueamento da Transformada de Fourier da curva de luz da variável V4. A transformada de Fourier da curva de luz original apresenta um pico principal de frequência $f_0 = 147,8 \pm 0,2 \mu\text{Hz}$ ($P_0 = 1,88 \pm 0,01 \text{ h}$), um segundo pico com $f_1 = 293,6 \pm 0,5 \mu\text{Hz}$ ($P_1 = 0,95 \pm 0,01 \text{ h}$), um terceiro com $f_2 = 439,3 \pm 1,0 \mu\text{Hz}$ ($P_2 = 0,63 \pm 0,01 \text{ h}$) e um quarto pico com frequência de $f_3 = 585,0 \pm 2,5 \mu\text{Hz}$ ($P_3 = 0,47 \pm 0,01 \text{ h}$) indicados na figura. A linha contínua representa o valor médio $\langle A \rangle$ da amplitude dos picos. A linha tracejada indica o nível de $3\langle A \rangle$ usado como limite de detecção.

SX Phe - V5

A variável V5 é uma SX Phoenicis. A curva de luz dobrada em fase no filtro V observada por Kaluzny et al. (1997) com período de 1,2225 h (incerteza não mencionada) é mostrada na Figura 5.13 e a curva de luz obtida em nossas observações na banda B na Figura 5.14.

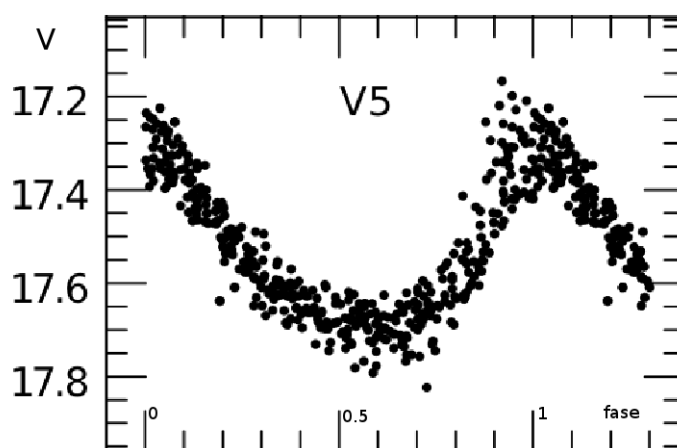


Figura 5.13: Curva de luz da dobrada em fase da variável V5 na banda-V com período de 1,225 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997).

A transformada de Fourier da curva de luz da V4 apresenta um pico principal com período de $P_0 = 1,22 \pm 0,01$ horas e amplitude de $12,8 \pm 0,2$ mma. Um segundo período é encontrado com $P_1 = 0,96 \pm 0,01$ horas e amplitude de $3,5 \pm 0,2$ mma.

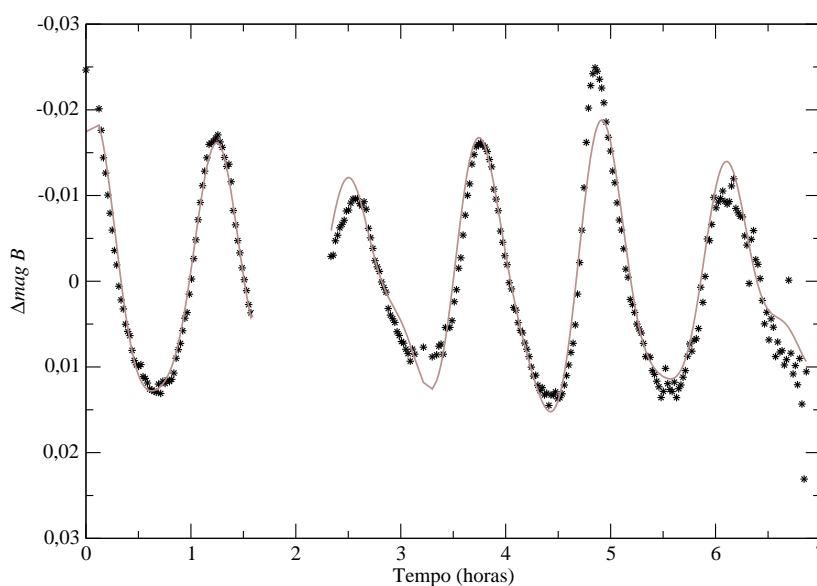


Figura 5.14: Curva de luz da variável V5. A linha contínua mostra o ajuste multi-periódico não-linear, ajustando os períodos $P_0 = 1,22 \pm 0,01$ h e $P_1 = 0,96 \pm 0,01$ h.

O processo de branqueamento da Transformada de Fourier da curva de luz da variável V5 é mostrado na Figura 5.15. Um pico de alta amplitude é obtido com frequência de $f_0 = 227,0 \pm 0,5 \mu\text{Hz}$ e outro com $f_1 = 290,3 \pm 2 \mu\text{Hz}$. A linha contínua representa o valor médio $\langle A \rangle$ da amplitude dos picos. A linha tracejada indica o nível de $3\langle A \rangle$ assumido como limite de detecção.

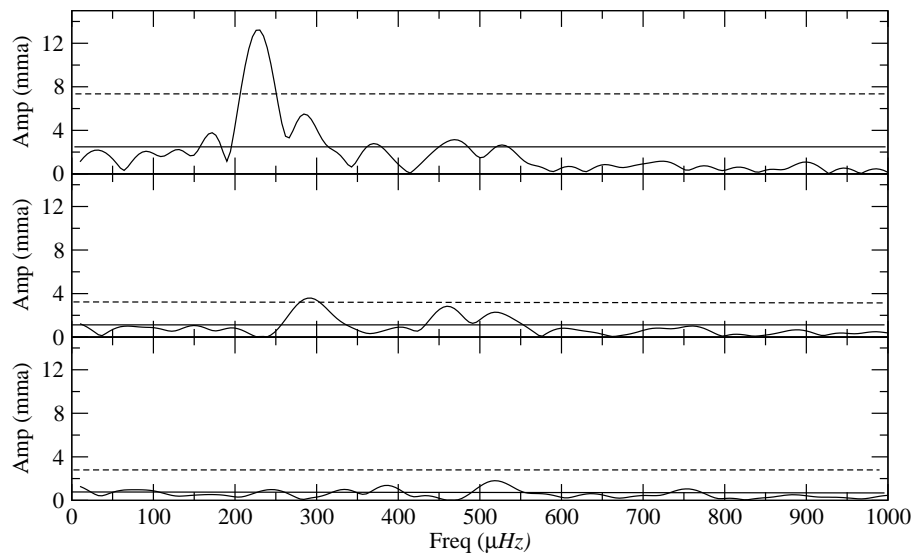


Figura 5.15: Processo de branqueamento da Transformada de Fourier da curva de luz da variável V5. O pico de alta amplitude tem frequência de $f_0 = 227,0 \pm 0,5 \mu\text{Hz}$ ($P_0 = 1,22 \pm 0,01 \text{ h}$). Um segundo pico tem frequência $f_1 = 290,3 \pm 2 \mu\text{Hz}$ ($P_1 = 0,96 \pm 0,01 \text{ h}$). A linha contínua representa o valor médio $\langle A \rangle$ da amplitude dos picos. A linha tracejada indica o nível de $3\langle A \rangle$ assumido como limite de detecção.

SX Phe - V6

A variável V6 é outra estrela SX Phoenicis. A curva de luz dobrada em fase observada por Kaluzny et al. (1997) com período de 1,61328 h (incerteza não mencionada) é mostrada na Figura 5.16.

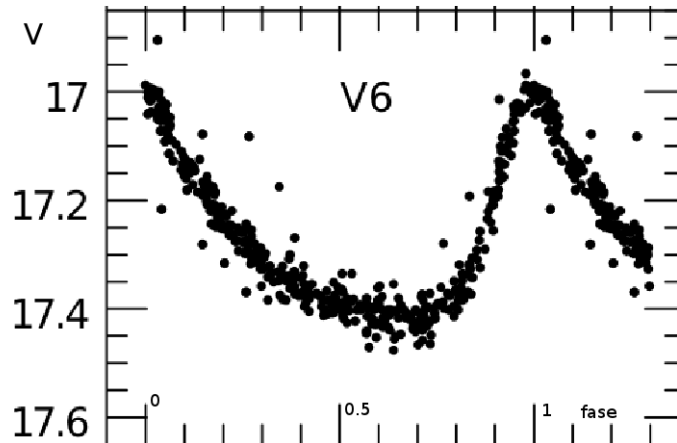


Figura 5.16: Curva de luz da dobrada em fase da variável V6 na banda-V com período de 1,61328 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997).

A transformada de Fourier da curva de luz da variável V6 obtidas em nossas observações (Fig. 5.17) apresenta um pico principal com período de $P_0 = 1,60 \pm 0,01$ horas e amplitude de $11,9 \pm 0,3$ mma. Um segundo pico é obtido com período de $P_1 = 0,80 \pm 0,01$ horas e amplitude de $5,1 \pm 0,3$ mma. Um terceiro pico é encontrado com período de $P_2 = 0,54 \pm 0,01$ horas e amplitude de $2,2 \pm 0,3$ mma.

Processo de branqueamento da Transformada de Fourier da curva de luz da variável V6 é mostrado na Figura 5.18. As frequências obtidas com o processo estão apontadas na figura, um pico de alta amplitude com frequência de $f_0 = 174,1 \pm 0,6$ μHz , o segundo pico é obtido com frequência $f_1 = 345,8 \pm 1,1$ μHz e o terceiro pico com frequência $f_2 = 513,9 \pm 2,7$ μHz .

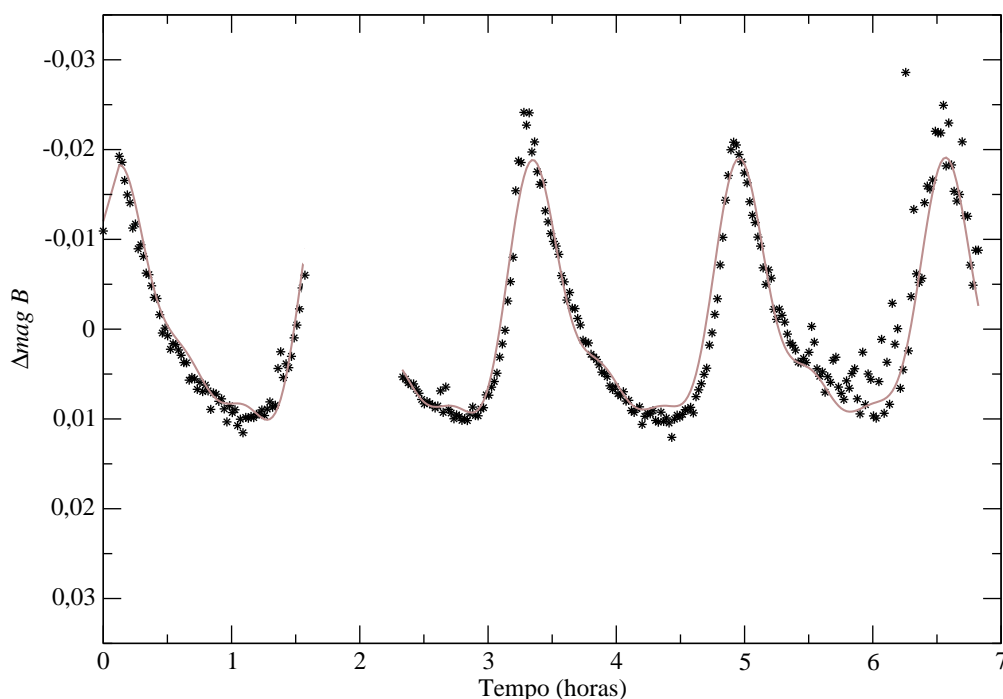


Figura 5.17: Curva de luz com nosso ajuste da variável V6, obtendo períodos $P_0 = 1,60 \pm 0,01$ h, $P_1 = 0,80 \pm 0,01$ h e $P_2 = 0,54 \pm 0,01$ h, através do ajuste multi-periódico não-linear, linha contínua.

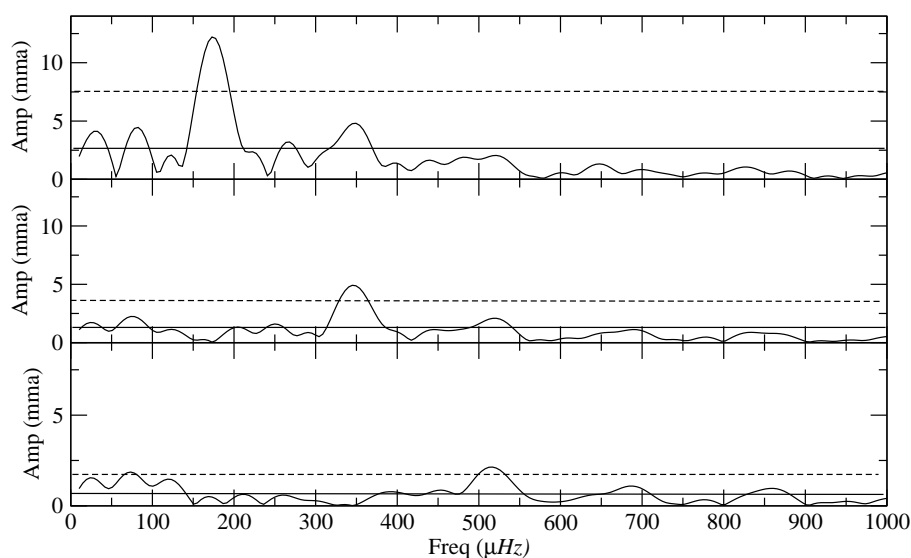


Figura 5.18: Processo de branqueamento da Transformada de Fourier da curva de luz da variável V6 a partir de nossos dados para o filtro B, indicado um pico de alta amplitude com frequência de $f_0 = 174,1 \pm 0,6 \mu\text{Hz}$ ($P_0 = 1,60 \pm 0,01$ h). Um segundo pico é obtido com frequência $f_1 = 345,8 \pm 1,1 \mu\text{Hz}$ ($P_1 = 0,80 \pm 0,01$ h). Um terceiro pico é encontrado com frequência $f_2 = 513,9 \pm 2,7 \mu\text{Hz}$ ($P_2 = 0,54 \pm 0,01$ h). Os períodos estão indicados na figura. A linha contínua representa o valor médio $\langle A \rangle$ da amplitude dos picos. A linha tracejada indica o nível de $3\langle A \rangle$ assumido como limite de detecção.

SX Phe - V7

A variável V7 é uma SX Phoenicis. Sua curva de luz dobrada em fase com período de 0,959 h (incerteza não mencionada) observada por Kaluzny et al. (1997) é mostrada na Figura 5.19.

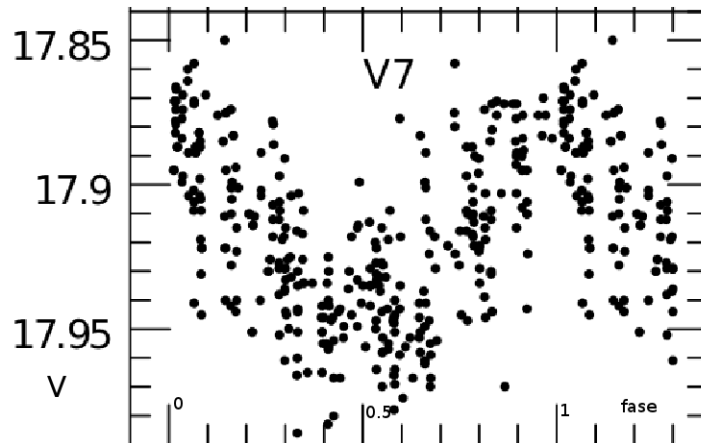


Figura 5.19: Curva de luz da dobrada em fase da variável V7, na banda-V com período de 0,959 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997).

Com os dados obtidos a partir de nossas observações (Fig. 5.20) obtivemos através da transformada de Fourier um período principal de $P_0 = 0,96 \pm 0,01$ horas e amplitude $2,4 \pm 0,1$ mma.

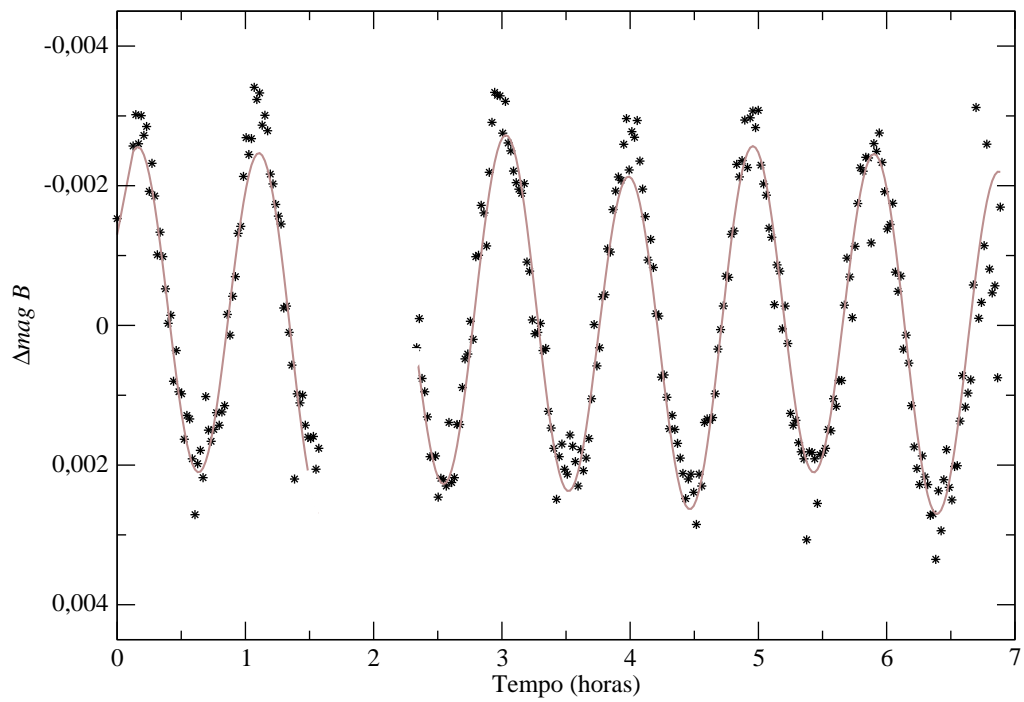


Figura 5.20: Curva de luz da variável V7 na banda B. A linha contínua mostra o ajuste multi-periódico não-linear, com um período de $P_0 = 0,96 \pm 0,01$ horas.

SX Phe - V8

A variável V8 é mais uma SX Phoenixis. Sua curva curva de luz dobrada em fase observada por Kaluzny et al. (1997) com período 1,117h (incerteza não mencionada) é mostrada na Figura 5.21.

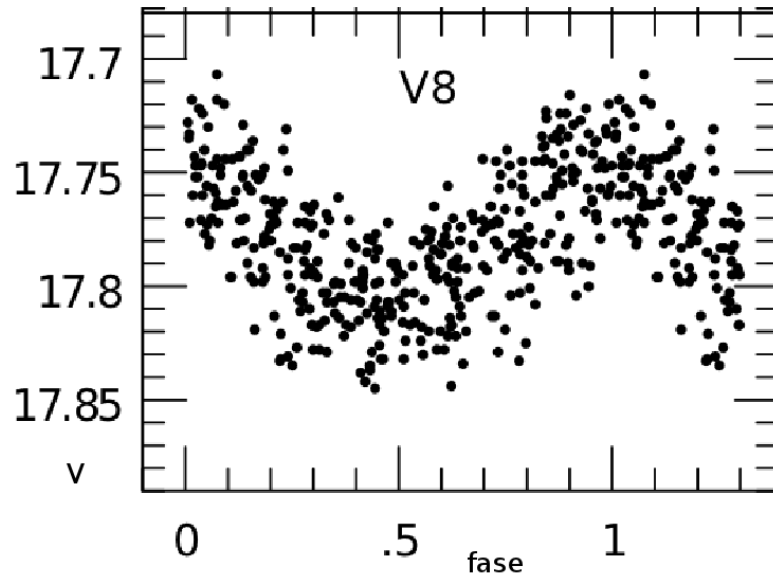


Figura 5.21: Curva de luz da dobrada em fase da variável V8 na banda-V com período de 1,1167h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997).

A transformada de Fourier da curva de luz obtida com nossas observações, mostrada na Figura 5.22, mostra um pico com período de $P_0 = 1,12 \pm 0,01$ horas e amplitude de variabilidade de $1,8 \pm 0,1$.

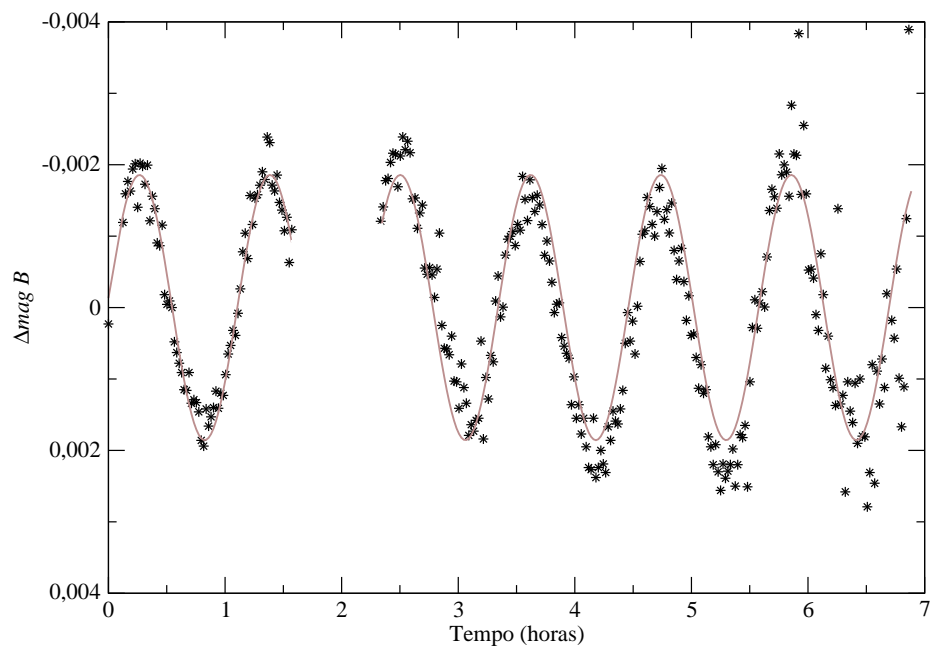


Figura 5.22: Curva de luz da variável V8 no filtro B, onde a linha contínua mostra o ajuste multi-periódico não-linear com um período principal de $P_0 = 1,12 \pm 0,01$ horas.

SX Phe - V9

A variável V9 completa as SX Phoenicis com curva de luz observadas por Kaluzny et al. (1997). Sua curva de luz em fase dobrada é mostrada na Figura 5.23.

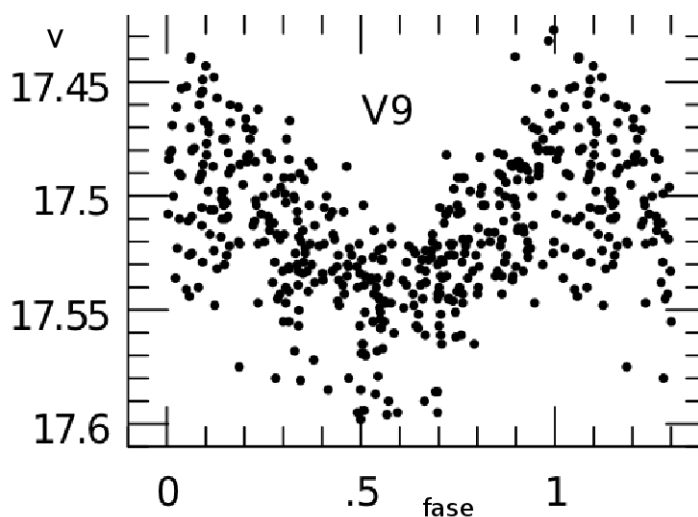


Figura 5.23: Curva de luz da dobrada em fase da variável V8 na banda-V com período de 0,945 h. Adaptada de Kaluzny et al. (1997).

A transformada de Fourier da curva de luz com os dados obtidos pela nossa observação (Fig. 5.24) apresenta um pico principal com período de $P_0 = 0,98 \pm 0,01$ horas e amplitude de $0,9 \pm 0,4$ mma. Foi encontrado um segundo pico com período $P_1 = 0,68 \pm 0,02$ horas e amplitude $0,5 \pm 0,1$ mma e um terceiro pico de $P_2 = 0,93 \pm 0,01$ horas amplitude $1,1 \pm 0,3$ mma.

5.4.1 Novas variáveis

Na busca por novas estrelas variáveis periódicas, duas novas candidatas foram encontradas no NGC 288, analisando suas curvas de luz, seus períodos e amplitudes de oscilação, bem como suas posições nos diagramas cor-magnitude, com valores de frequências e períodos apresentados na Tabela 5.5, classificamos estas novas variáveis como SX Phe. Estas variáveis foram nomeadas de V11 e V12.

As magnitudes médias nos filtros U Bessel, B Bessel, V Bessel e R Bessel, bem como os índices de cor (U-B), (B-V) e (V-R) são apresentados na Tabela 5.6.

Tabela 5.5: Frequências de pulsação das novas estrelas variáveis encontradas no NGC 288

Variáveis	Frequências (μHz)	Períodos (horas)	Amplitudes (mma)	T_{max_i} (segundos)
V11	$f_0 = 273,4 \pm 1,7$	$P_0 = 1,016 \pm 0,008$	$1,7 \pm 0,1$	454 ± 79
	$f_1 = 408,7 \pm 1,6$	$P_1 = 0,680 \pm 0,003$	$1,2 \pm 0,1$	$1\ 271 \pm 57$
	$f_2 = 331,7 \pm 3,2$	$P_2 = 0,838 \pm 0,009$	$0,6 \pm 0,1$	$1\ 712 \pm 137$
V12	$f_0 = 266,0 \pm 3,3$	$P_0 = 1,044 \pm 0,018$	$0,7 \pm 0,1$	$1\ 959 \pm 213$
	$f_1 = 400,8 \pm 2,1$	$P_1 = 0,693 \pm 0,005$	$0,4 \pm 0,1$	730 ± 84

Tabela 5.6: Parâmetros fotométricos obtidos para as duas novas variáveis V11 e V12 identificadas neste trabalho.

Name NGC 288	V11	V12
R.A.(h:m:s)	00:52:58,7	00:52:48,1
Dec. (g:m:s)	-26:36:00,4	-26:35:13,4
Δmag_B	0,03	0,025
$\langle U \rangle$	$17,65 \pm 0,01$	$17,67 \pm 0,01$
$\langle B \rangle$	$17,81 \pm 0,02$	$17,78 \pm 0,02$
$\langle V \rangle$	$17,55 \pm 0,02$	$17,56 \pm 0,01$
$\langle R \rangle$	$17,41 \pm 0,02$	$17,36 \pm 0,02$
(U-B)	$-0,16 \pm 0,02$	$-0,11 \pm 0,02$
(B-V)	$0,26 \pm 0,03$	$0,22 \pm 0,02$
(V-R)	$0,14 \pm 0,02$	$0,20 \pm 0,02$

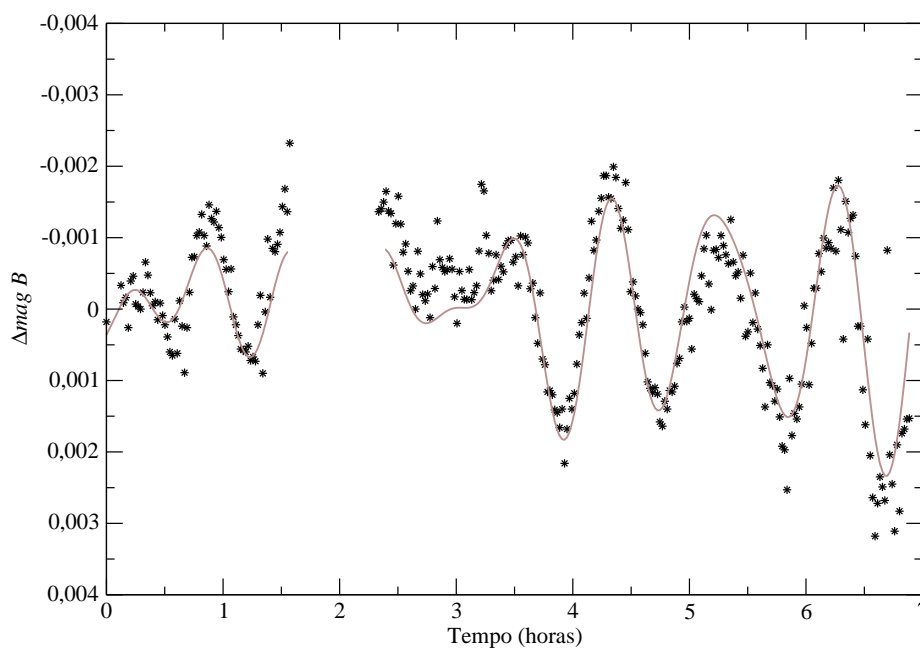


Figura 5.24: Curva de luz da variável obtida a partir dos nossos dados para a variável V9 no filtro B. A linha contínua mostra o ajuste multi-periódico não-linear, com períodos $P_0 = 0,98 \pm 0,01$ h, $P_1 = 0,68 \pm 0,02$ h e $P_2 = 0,93 \pm 0,01$ h.

SX Phe - V11

A nova variável descoberta denominada de V11 possui coordenadas A.R.= 00:52:58.7, Dec.= -26:36:00.4 (J2000). Sua curva de luz foi modelada com ajuste não-linear dos modos de pulsação identificados na TF como mostrado na Figura 5.25.

O processo de branqueamento da Transformada de Fourier da curva de luz da variável V11 é mostrado na Figura 5.26. Os períodos de pulsação encontrados no processo estão indicados na figura, um pico de alta amplitude com período de $P_0 = 1,02 \pm 0,01$ horas e amplitude de $1,7 \pm 0,1$ mma, um segundo pico é obtido com $P_1 = 0,68 \pm 0,01$ horas e $1,2 \pm 0,1$ mma e um terceiro pico com período de $P_2 = 0,84 \pm 0,01$ horas e amplitude de $0,6 \pm 0,1$ mma.

SX Phe - V12

A nova variável descoberta denominada de V12, possui coordenada A.R.= 00:52:48.1, Dec.= -26:35:13.4 (J2000). O ajuste e sua curva de luz estão mostrados na Figura 5.27.

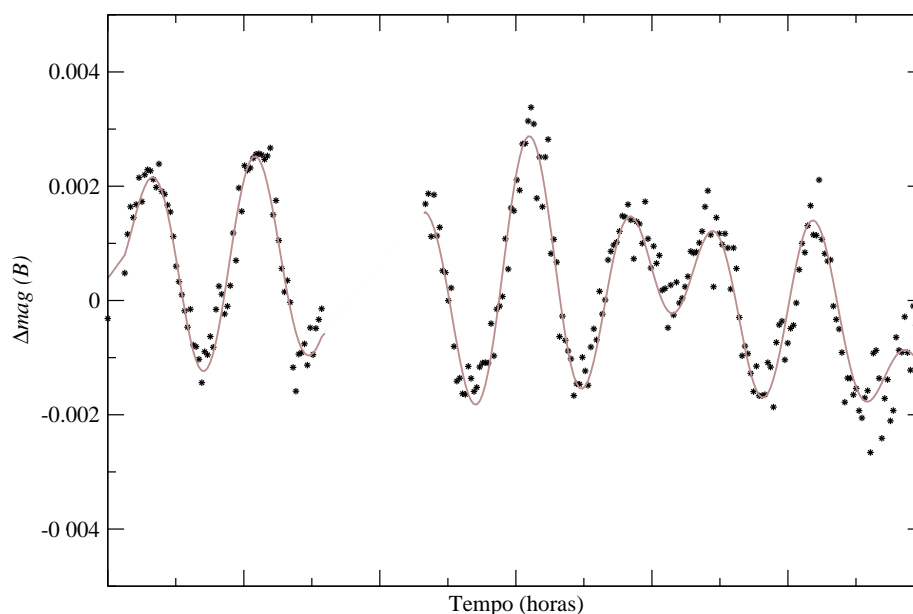


Figura 5.25: Curva de luz na banda-V da nova variável V11 classificada como SX Phe. A linha contínua mostra o ajuste multi-periódico não-linear com períodos $P_0 = 1,02 \pm 0,01$ h, $P_1 = 0,68 \pm 0,01$ h e $P_2 = 0,84 \pm 0,01$ h.

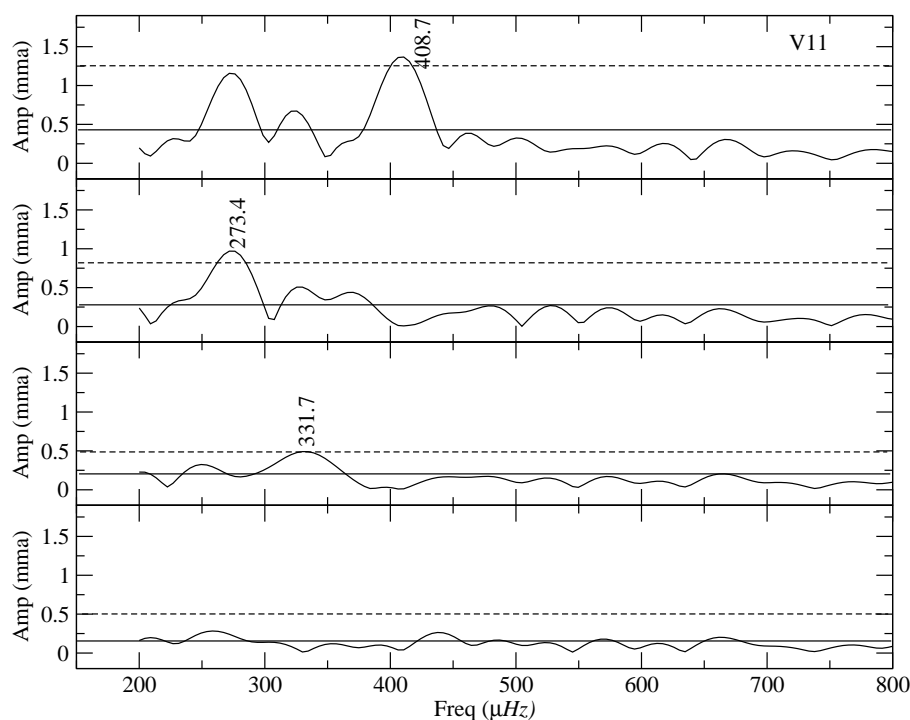


Figura 5.26: Processo de branqueamento da Transformada de Fourier da curva de luz da variável V11 classificada como SX Phe. A TF mostra um pico de alta amplitude com frequência de $f_0 = 273,4 \pm 1,7$ μHz ($P_0 = 1,02 \pm 0,01$ h) e amplitude de $1,7 \pm 0,1$ mma, um período secundário de $f_1 = 408,7 \pm 1,6$ μHz ($P_1 = 0,68 \pm 0,01$ h) e amplitude de $1,2 \pm 0,1$ mma e outro com $f_2 = 331,7 \pm 3,2$ μHz ($P_2 = 0,84 \pm 0,01$ h) e amplitude de $0,6 \pm 0,1$ mma. Os períodos estão indicados na figura.

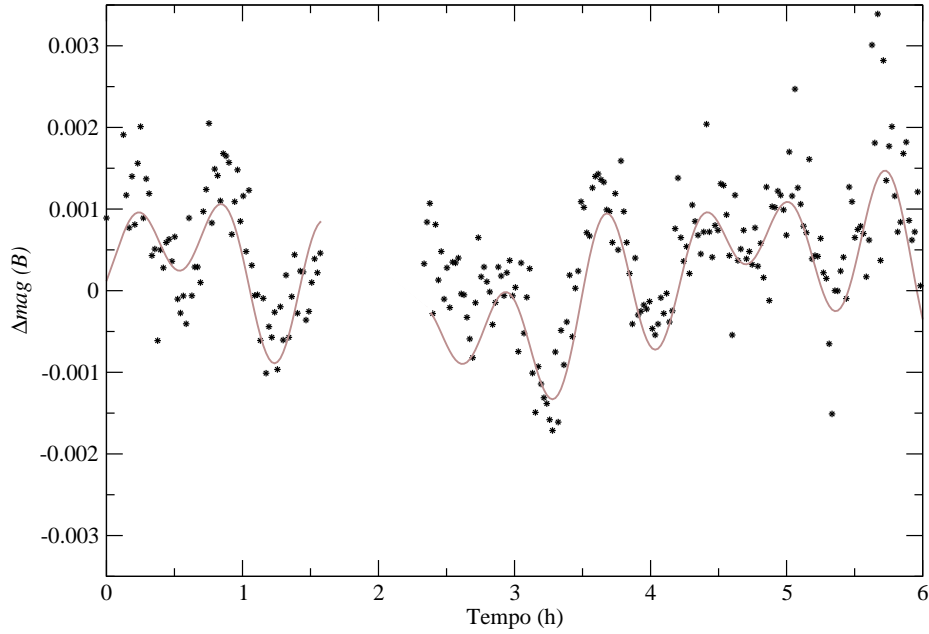


Figura 5.27: Curva de luz dobrada em fase na banda-V da nova variável V12 classificada como SX Phe. A linha contínua mostra o ajuste multi-periódico não-linear com períodos $P_0 = 1,02 \pm 0,01$ h e $P_1 = 0,68 \pm 0,01$ h.

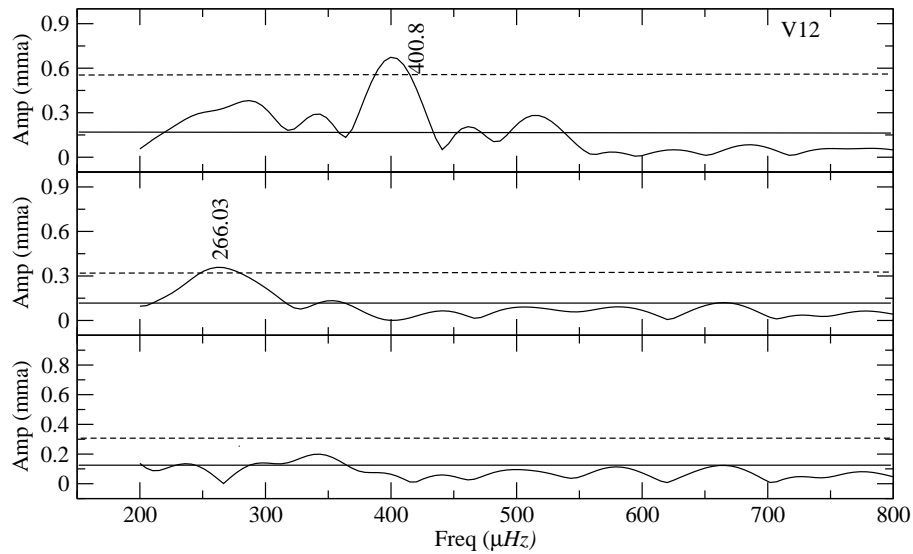


Figura 5.28: Processo de branqueamento da Transformada de Fourier da curva de luz da variável V5. Um pico de alta amplitude é obtido com frequência de $f_0 = 266,0 \pm 3,3 \mu\text{Hz}$ ou $P_0 = 1,04 \pm 0,02$ horas e outro com $f_1 = 400,8 \pm 2,1 \mu\text{Hz}$ ou $P_1 = 0,69 \pm 0,01$ horas. Os períodos são apontados na figura. A linha contínua representa o valor médio $\langle A \rangle$ da amplitude dos picos. A linha tracejada indica o nível de $3\langle A \rangle$ usado como limite de detecção.

Relação Período-Luminosidade

As estrelas variáveis SX Phe são conhecidas por possuir uma relação Período-Luminosidade (P-L) e podem ser utilizadas para determinar distâncias de aglomerados globulares (Jeon et al., 2003). A Figura 5.29 mostra o diagrama que utilizamos para estudar a relação P-L com as estrelas SX Phe conhecidas no NGC 288 e nossas duas novas descobertas.

As relações Período-Brilho obtidos com nossos dados para o modo fundamental são:

$$V = (-2, 59 \pm 0, 18) \log P_0(d) + (14, 38 \pm 0, 23), \quad (5.3)$$

Usando o módulo de distância $(m-M)_o = 14,57 \pm 0,08$ a partir da isócrona, obtivemos a relação Período-Luminosidade:

$$M_V = (-2, 59 \pm 0, 18) \log P_0(d) + (-0, 19 \pm 0, 23). \quad (5.4)$$

E as relações para o primeiro-harmônico a partir do presente trabalho são:

$$V = (-2, 59 \pm 0, 18) \log P_1(d) + (13, 56 \pm 0, 24), \quad (5.5)$$

$$M_V = (-2, 59 \pm 0, 18) \log P_1(d) + (0, 50 \pm 0, 25). \quad (5.6)$$

Na Figura 5.29, a relação Período-Brilho é indicada pelas linhas tracejadas, onde o brilho é dado em função da magnitude média na banda V e o período em dias. Observa-se que V5, V9, V11 e V12, possuem magnitude V muito perto de $V = 17,55$. Enquanto V9, V11 e V12 apresentam P_1 consistente com a relação de Período-Brilho para o primeiro harmônico, mas P_0 deslocados em relação aos períodos fundamentais previstos. Para V5, isto acontece com ambos os períodos. Uma possível explicação seria a ressonância entre modos de pulsação. O duplo modo de V5 e V9 foi observado e discutido por Arellano Ferro et al. (2013d). Para V9, bem como para V11 e V12, não se detectou o modo fundamental de oscilação nas nossas curvas de luz.

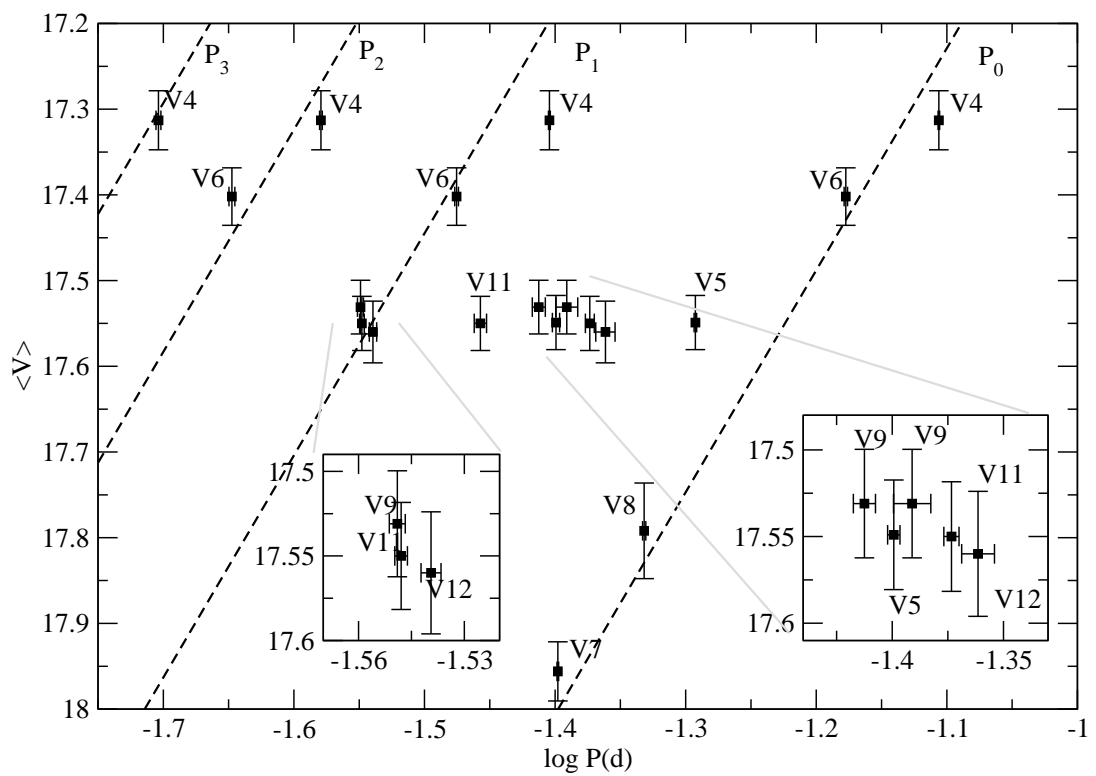


Figura 5.29: Relação Período-Brilho para o modo fundamental (P_0) das estrelas variáveis SX Phe do aglomerado globular NGC 288, e os três primeiros harmônicos P_1 , P_2 e P_3 .

Capítulo 6

Novas variáveis no aglomerado globular NGC 6397

6.1 Estudos anteriores

Rubenstein & Bailyn (1993) identificaram cinco SX Phe, e relataram a descoberta de nove novas variáveis na região central do aglomerado globular NGC 6397, sendo que seis são binárias, uma de campo, duas SX Phe e uma RR Lyr. Kaluzny & Thompson (2003) apresentam séries fotometrias nas bandas B, V e I de variáveis de curto período localizadas na região central do NGC 6397. Nas imagens, o centro do aglomerado está localizado a $32''$ a oeste do centro do campo. As imagens totalizaram 55 h de observação do mesmo campo de $8,65' \times 4,33'$ com o telescópio duPont de 2,5 m em Las Campanas Observatory. Encontraram 16 variáveis, sendo nove novas identificações. Kaluzny et al. (2006) reporta doze novas variáveis, sendo variáveis periódicas, binárias eclipsantes sem período definido e variáveis cataclísmicas (CVs). obtendo séries temporais fotométricas de 30 variáveis a partir da observação da região central do NGC 6397.

Cohn et al. (2010) estudaram fontes de raios X no NGC 6397 identificadas com o telescópio Chandra, distribuídas conforme a Figura 6.1, próximas ao centro do aglomerado. Além de estudar nove CVs previamente detectadas, identificaram outras seis candidatas fracas a CV.

Nascimbeni et al. (2012) realizaram uma procura por variáveis e trânsitos planetários no NGC 6397, explorando as imagens adquiridas durante 126 órbitas do HST com o instrumento ACD (*Advanced Camera for Surveys*), cobrindo um campo de $202'' \times 202''$ e localizado a $5'$ SE do centro do aglomerado. Em cada órbita foi adquirida uma imagem no filtro F606W, precedida e sucedida por duas imagens

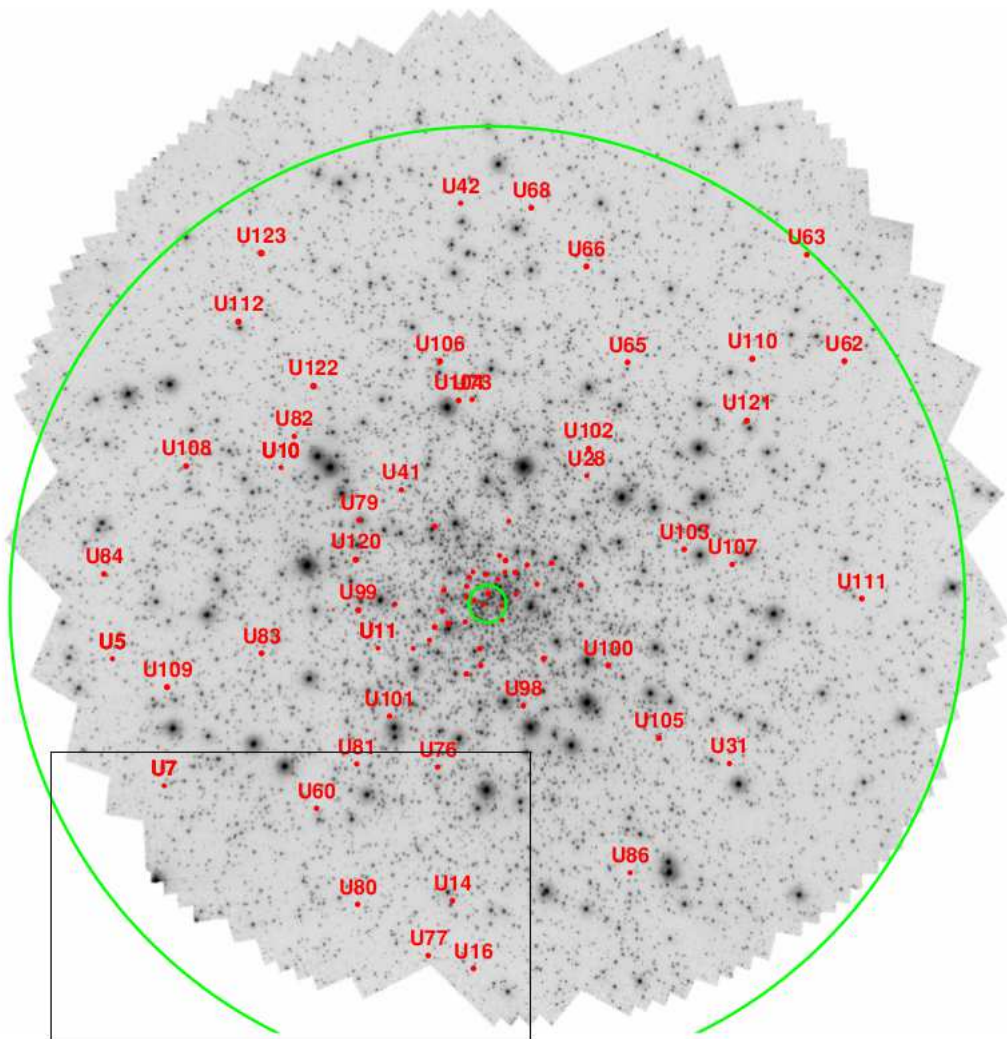


Figura 6.1: Distribuição das variáveis do NGC 6397 no mosaico do HST ACS/WFC com filtro $H\alpha$. O círculo verde interno representa o raio do núcleo do aglomerado com $5,5''$ e o círculo externo, o raio de meia massa de $2,33'$. O retângulo representa o campo do CCD1 de nossas imagens. Adaptado de: Cohn et al. (2010).

no filtro F814W, com tempos de integração entre 584 e 804s, totalizando 252 imagens em F814W e 126 em F606W, resultando em um tempo de cobertura de 50 h. Também foram adquiridas imagens de curta exposição, com tempos de integração de 1, 5 e 40s, mas que não foram incluídas no estudo de Nascimbeni et al. (2012), com as medidas de estrelas brilhantes.

A grande maioria das variáveis conhecidas no NGC 6397 está na região central do aglomerado, como mostrado na Figura 6.3. Na Tabela 6.1 estão listadas as variáveis já conhecidas do NGC 6397, dentro do campo de nossas imagens. Obtivemos as curvas de luz parciais de algumas destas variáveis, que serão apresentadas a seguir.

Tabela 6.1: Variáveis já conhecidas no NGC 6397 dentro do campo de nossas imagens.

Nome ¹	R.A. (<i>h:m:s</i>)	DEC. (<i>g:m:s</i>)	Tipo ²	Período ² (horas)	< <i>B</i> > (mag)
V4	17:41:08,9	-53:42:34,2	Eclipsante W UMa	10,1232 ¹	17,61
V14, U81	17:40:46,6	-53:41:15,2	Eclipsante	8,04	20,21 ²
V17, U76	17:40:43,9	-53:41:16,1	Elipsoidal	25,464	16,81 ²
V32	17:40:40,4	-53:41:25,1	Eclipsante	237,079 ³	16,70 ²
V35, U14	17:40:43,3	-53:41:53,8	Elipsoidal	7,152	19,67 ²
V36, U77	17:40:44,2	-53:42:11,4	Pulsante	13,152	17,12 ²
U7, CV10	17:40:53,1	-53:41:20,9	Cataclísmica	não determinado	23,44
U16	17:40:42,7	-53:42:15,9	não classificada	não determinado	-
U60, CV9	17:40:47,7	-53:41:28,9	Cataclísmica	não determinado	23,63
U80, CV14	17:40:46,8	-53:41:55,9	Cataclísmica	não determinado	25,84

¹Kaluzny (1997), Cohn et al. (2010)²Kaluzny & Thompson (2003), Kaluzny et al. (2006)³Kaluzny et al. (2008)

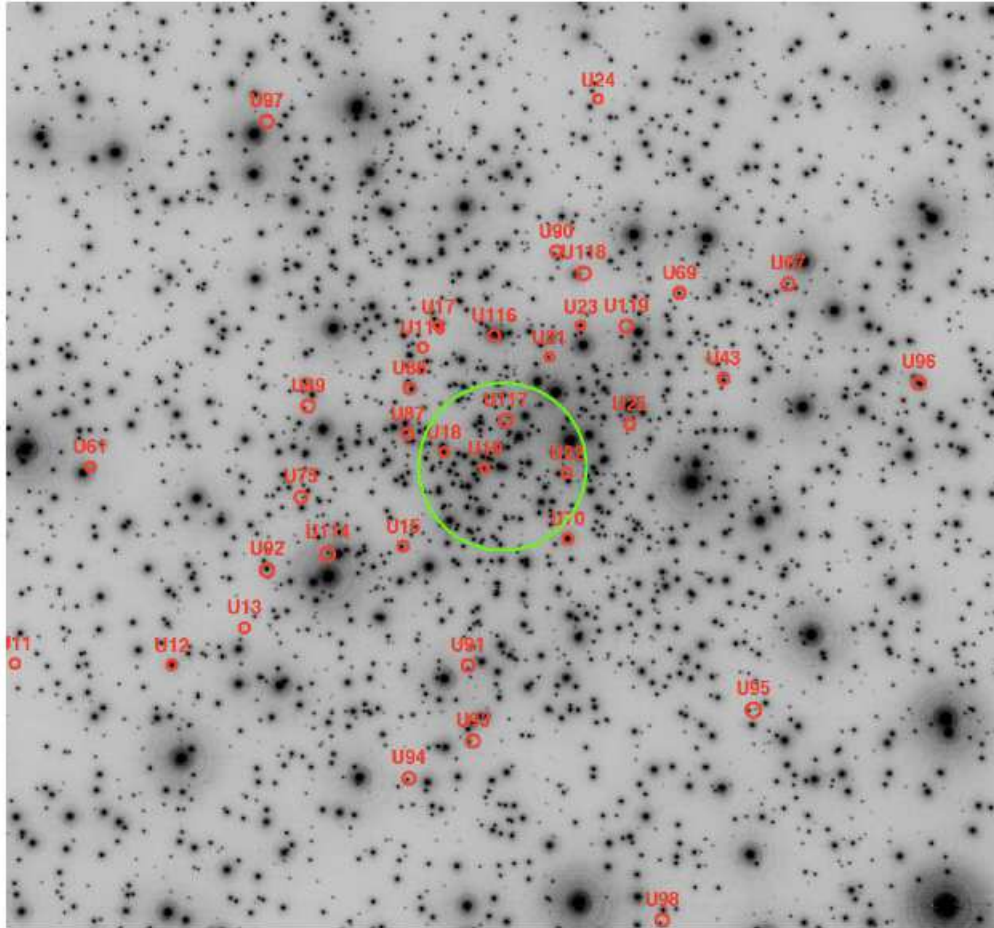


Figura 6.2: Ampliação da região interna da Figura 6.1, contendo $1' \times 1'$. O círculo representa o raio do núcleo do NGC 6397 com $5,5''$. Adaptado de: Cohn et al. (2010).

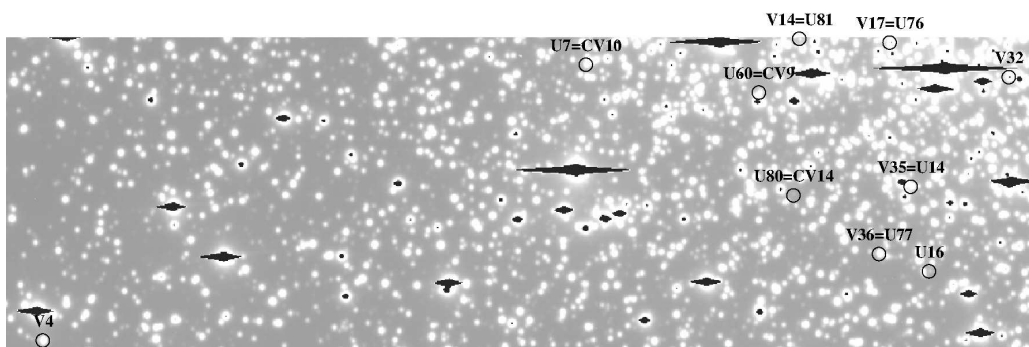


Figura 6.3: Posições das variáveis já conhecidas no NGC 6397 no nosso campo de observação do CCD1.

6.2 Procedimentos metodológicos

Após a redução e tratamento dos dados, foram extraídas as curvas de luz de cada uma das estrelas, totalizando aproximadamente 15 000 fontes do aglomerado globular NGC 6397. Além de selecionar as variáveis, nosso objetivo principal era determinar a fração de estrelas variáveis de baixa massa neste aglomerado, quantificando a probabilidade de uma dada curva de luz de ser variável ou não.

Para cada curva de luz calculamos o Chi-quadrado conforme a Equação 6.1.

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^N \left(\frac{m_i - \bar{m}}{\sigma_i} \right)^2 \quad (6.1)$$

onde, m_i e σ_i são a magnitude medida e sua incerteza para i^{th} medida, \bar{m} a magnitude média nesta banda e N , o número de dados na curva de luz.

Em seguida, calculamos a probabilidade de uma distribuição normal com N pontos de ter um dado valor de χ^2 devido ao acaso.

Assim como fizemos para o NGC 288, também fizemos a distribuição dos valores do índice E em função da magnitude média, porém no filtro 465 nm das nossas curvas de luz. Figura 6.4 mostra, em preto, as estrelas classificadas como variáveis. Esta classificação através do índice de variabilidade foi utilizada como critério para selecionar as estrelas variáveis deste aglomerado.

Do total de 9 868 curvas de luz estudadas, selecionamos as estrelas com probabilidade acima de 99% para realizar inspeção visual das curvas de luz com o intuito de remover falsos alarmes, como por exemplo o caso da contaminação por raias de difração e estrelas vizinhas, o que levou a descartar mais de metade das candidatas. Encontramos 412 estrelas variáveis com probabilidade acima de 99,9%, como mostrado na Figura 6.5.

6.3 Comparação das curvas de luz obtidas com resultados anteriores

A seguir compararemos curvas de luz de algumas das variáveis obtidas a partir de nossos dados para o NGC 6397, com as obtidas por outros autores.

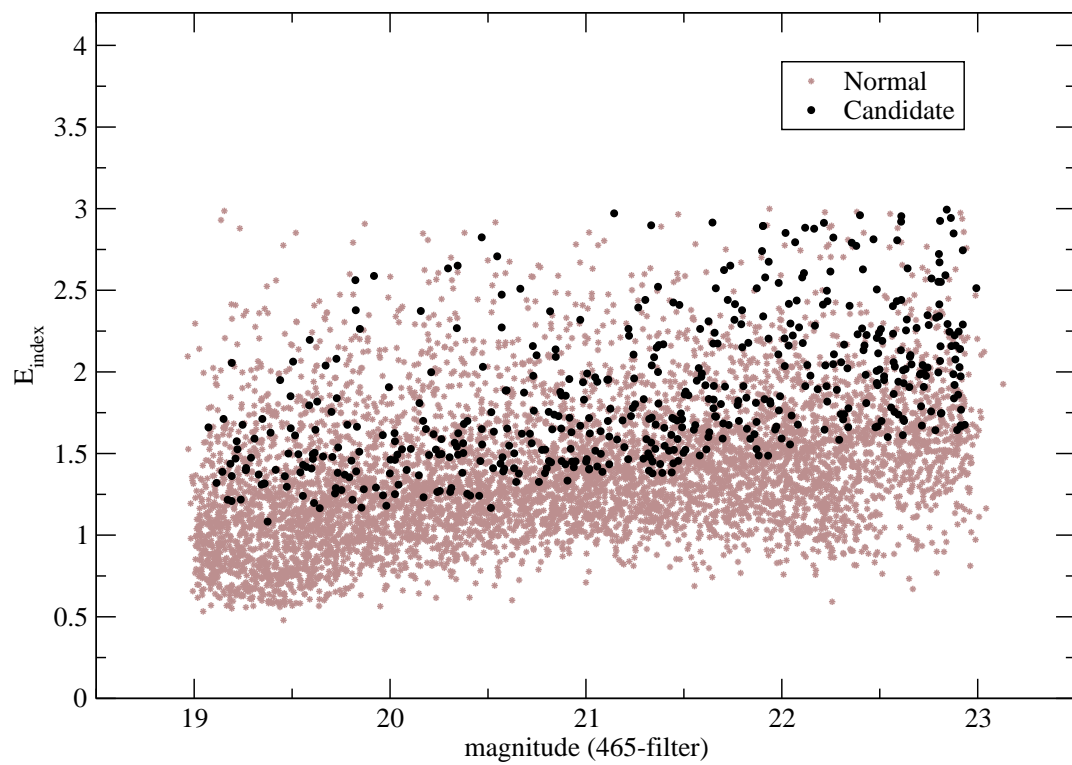


Figura 6.4: Distribuição dos valores do índice E em função da magnitude média no filtro 465 nm das nossas curvas de luz. Em cinza todas as estrelas, em preto as classificadas como variáveis.

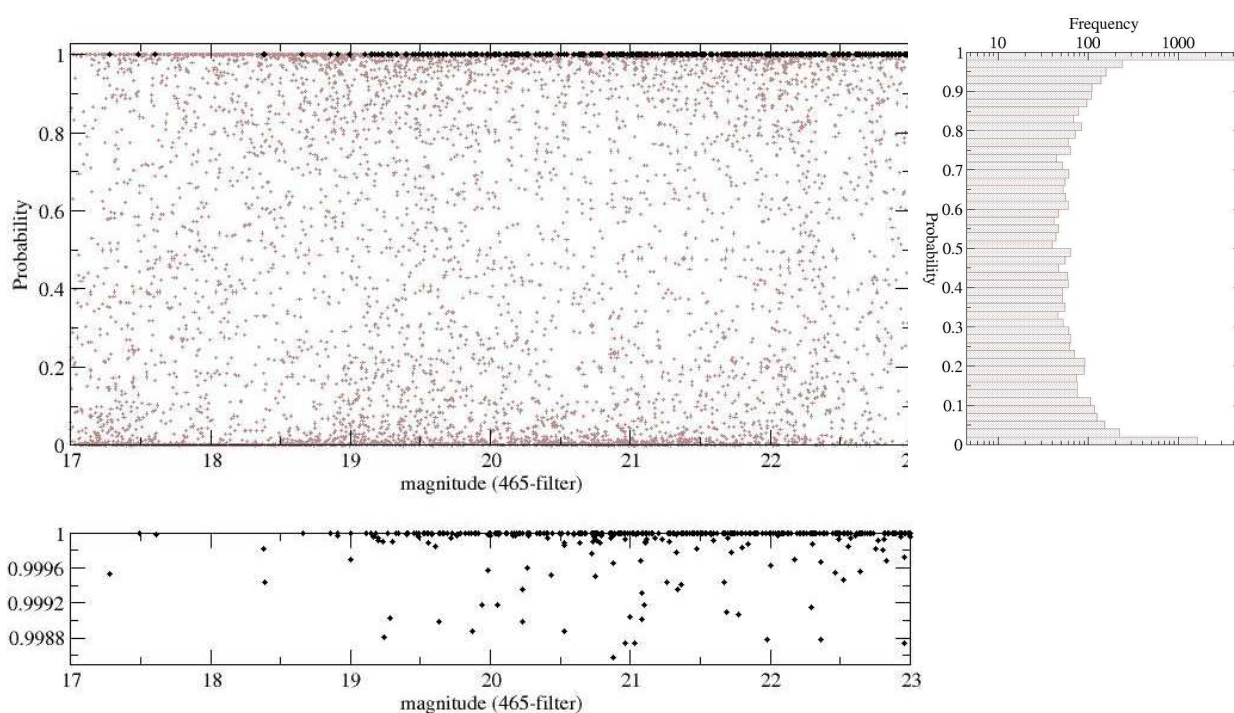


Figura 6.5: Distribuição de probabilidade de variabilidade no filtro 465nm do NGC 6397. A parte superior mostra todos os 9 868 estrelas estudadas. Painel inferior mostra um zoom da região com probabilidade acima de 99,9%, contendo 412 estrelas variáveis. O painel do lado direito mostra a frequência de distribuição de probabilidade em função do número de estrelas.

Variável eclipsante V14

A curva de luz dobrada em fase da variável eclipsante V14 obtida por Kaluzny & Thompson (2003) é mostrada na Figura 6.6. Para esta estrela, os autores obtiveram um período orbital de 8,04 h.

A transformada de Fourier (Fig. 6.7) da variável V14 apresenta um pico de amplitude com frequência de $32,8 \pm 0,10 \mu\text{Hz}$ ($8,5 \pm 0,3$ h) e amplitude de 326 mma.

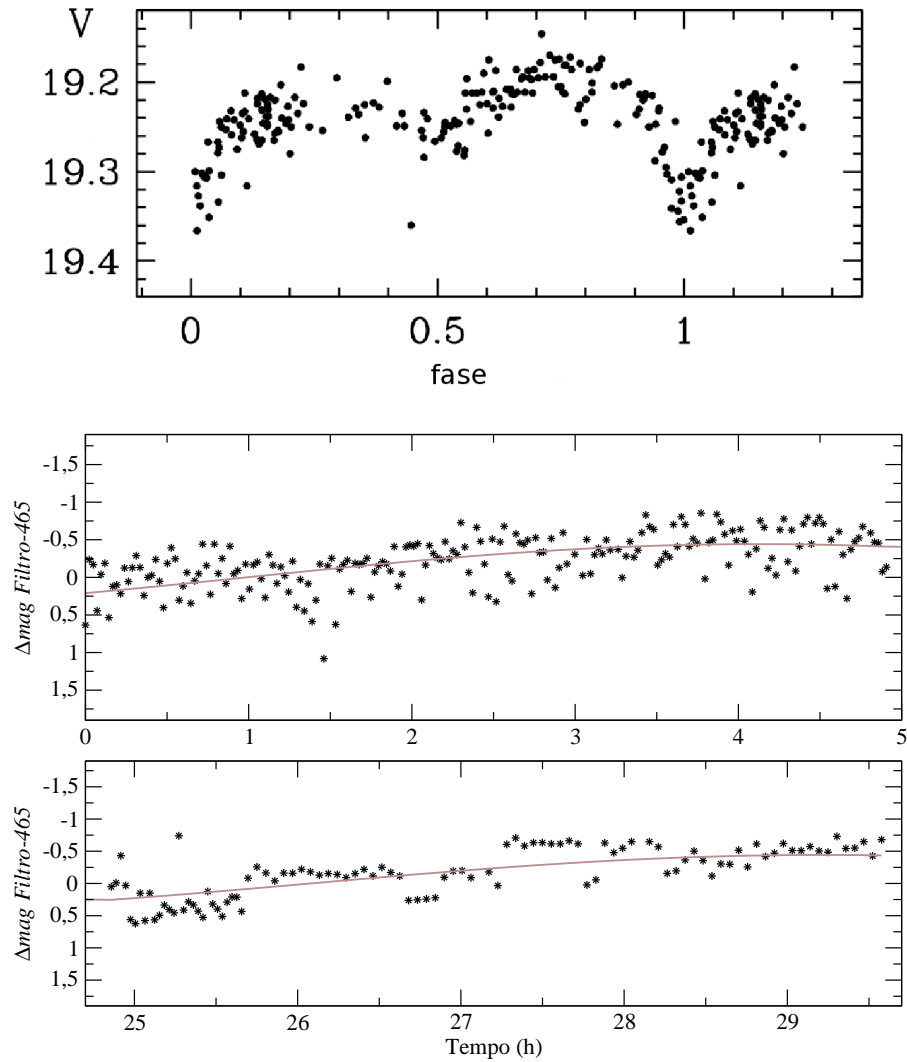


Figura 6.6: Acima, a curva de luz dobrada em fase da variável V14 (ou U81) de Kaluzny & Thompson (2003), Cohn et al. (2010) na banda-V, com período de ~ 8 h. Abaixo, a curva de luz da variável V14 (ou U81) no filtro 465. Obtivemos um período de $8,5 \pm 0,1$ h. A magnitude média é de $19,9 \pm 0,4$. A linha contínua mostra a modelagem de variação.

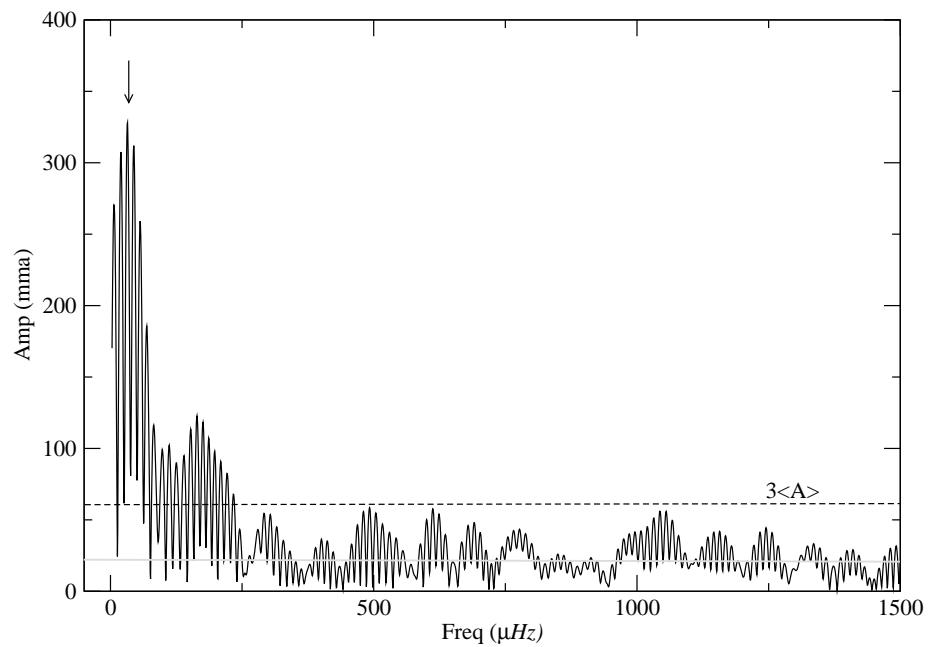


Figura 6.7: Transformada de Fourier da variável V14, indicando uma periodicidade de $8,5 \pm 0,35$ h indicado na figura. A linha tracejada indica o nível de detecção 3 vezes a amplitude média (linha contínua).

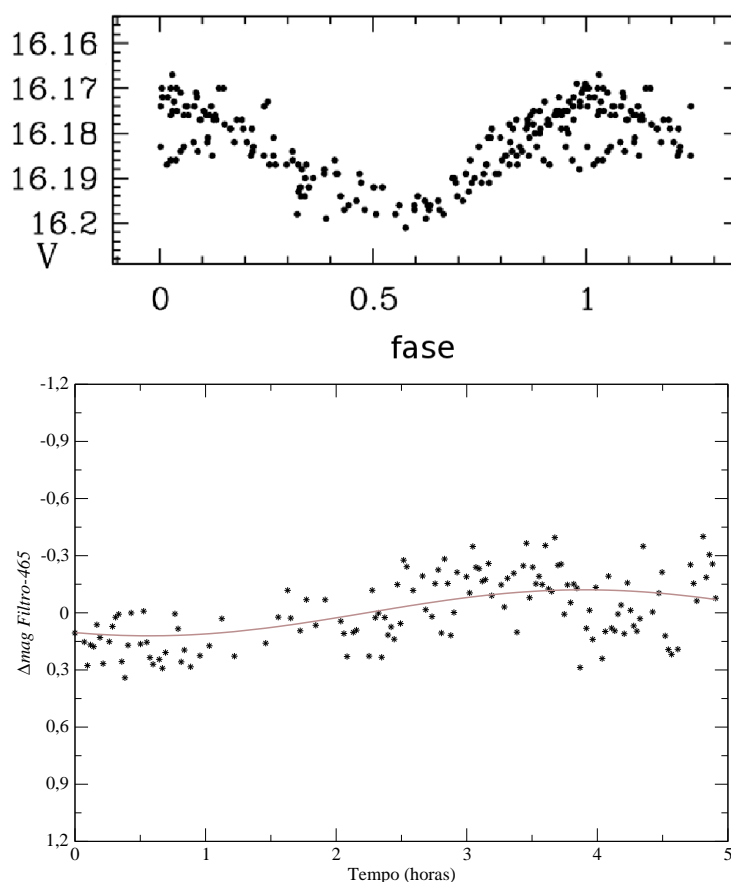


Figura 6.8: Acima - Curvas de luz dobrada em fase obtida de Kaluzny & Thompson (2003) e Cohn et al. (2010) da variável V17 (U76). Abaixo - Curva de luz a partir dos nossos dados no filtro 465 somente da primeira noite de observações. A linha contínua mostra a modelagem de variação.

Variável elipsoidal V17

Rozyczka et al. (2010) realizaram o primeiro estudo espectroscópico para sistemas binários inativos em aglomerados globulares, para uma amostra de variáveis de curtos períodos. As curvas de luz das candidatas estudadas possuem períodos entre 0,1 e 1,3 dias, de acordo com medidas fotométricas de Kaluzny et al. (2006) para o NGC 6397, sendo uma delas a V17, mostrada na Figura 6.8.

A curva de luz obtida a partir dos nossos dados para a variável V17 é mostrada Figura 6.8. Para essa estrela, na segunda noite de dados ocorreu saturação e não foi possível obter a curva de luz. Não foi possível fazer um bom ajuste e determinar seu período, a partir da transformada de Fourier. Através de nossos dados, não foi possível redeterminar o período de ~ 25 h (Kaluzny & Thompson, 2003). A curva de luz estava saturada no filtro 465 na segunda noite das observações.

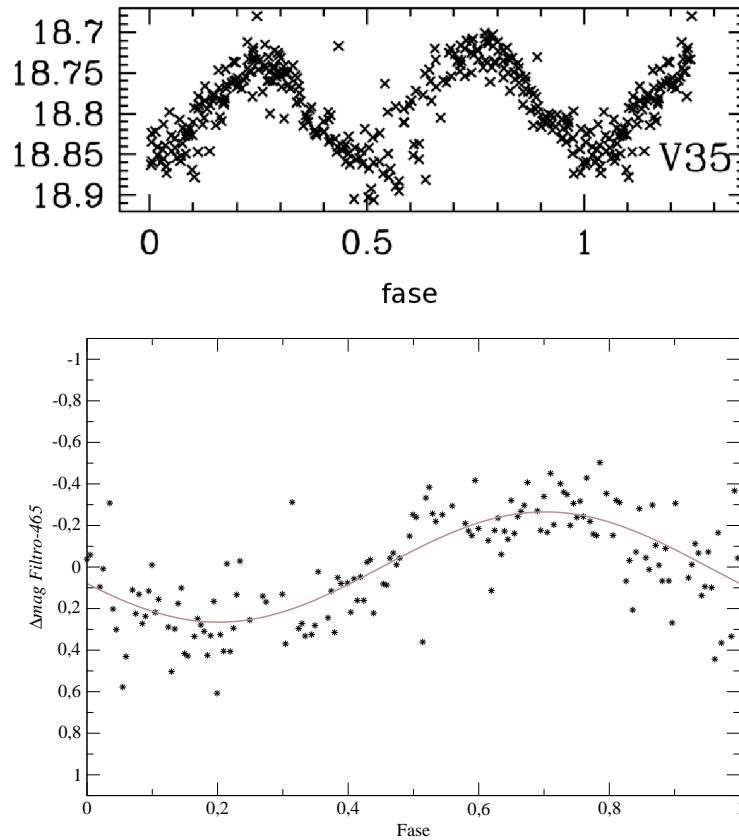


Figura 6.9: Acima - Curvas de luz na banda-V da variável V35 (U14). Adaptado de Kaluzny et al. (2006). Abaixo - Nossa curva de luz dobrada em fase da variável V35 (ou U14), com período de $4,8 \pm 0,2$ h e magnitude média no filtro 465 de $17,5 \pm 0,3$. A linha contínua mostra nossa modelagem de variação.

Variável elipsoidal V35

A curva de luz da variável V35 obtida por Kaluzny et al. (2006) é mostrada na Figura 6.9 juntamente com a curva de luz da mesma estrela obtida a partir dos nossos dados.

A TF da curva de luz mostra uma frequência de $57,9 \pm 2,2 \mu\text{Hz}$, correspondente a um período de $4,8 \pm 0,2$ h, enquanto o período obtido por Kaluzny & Thompson (2003) é de ~ 7 h. A curva de luz em fase desta variável é mostrada na Figura 6.9.

Variável eclipsante V4

A variável eclipsante tipo *W Ursae Majoris* (W UMa), V4, foi descoberta por Kaluzny (1997) durante a busca por estrelas variáveis de curto período no NGC 6397. No CMD, V4 variável está localizada na parte superior do *turn-off*. A curva de luz desta variável exibe uma pequena diferença nas profundidades dos mínimos com as variações do eclipse, de aproximadamente 0,2 magnitudes, como se pode ver na Fig. 6.10.

Para esta variável, fizemos o ajuste mostrado na Figura 6.11 usando PHOEBE (*PHysics Of Eclipsing BinariEs*), um pacote de modelagem para estrelas binárias eclipsantes (Prša & Zwitter, 2005), baseado em dados fotométricos, espectroscópicos, interferométricos e / ou polarimétricos.

Através do ajuste, obtivemos massas de $M_p = 0,76 \pm 0,04 M_\odot$ e $M_s = 0,73 \pm 0,04 M_\odot$ para as componentes primária e secundária, respectivamente, temperaturas efetivas de $T_{eff}^p = 6\,020\text{ K}$ e $T_{eff}^s = 5\,300\text{ K}$, raios de $R_p = 1,01 \pm 0,10 R_\odot$ e $R_s = 0,99 \pm 0,10 R_\odot$, magnitudes bolométricas de $M_{Bol}^p = 4,59$ and $M_{Bol}^s = 5,14$ e módulo de distância $(m-M)_V = 11,7 \pm 0,3$.

A posição da V4 no CMD aparece deslocada aproximadamente uma magnitude mais vermelha do que a sequência principal no filtro U, no entanto, há uma grande dispersão do filtro U no CMD. As curvas de luz na Figura 6.10 e na Figura 6.11, indicam que o matéria já preencheu o lóbulo de Roche. Pode haver matéria circumstelar causando a vermelhidão observada, pois o sistema está em interação.

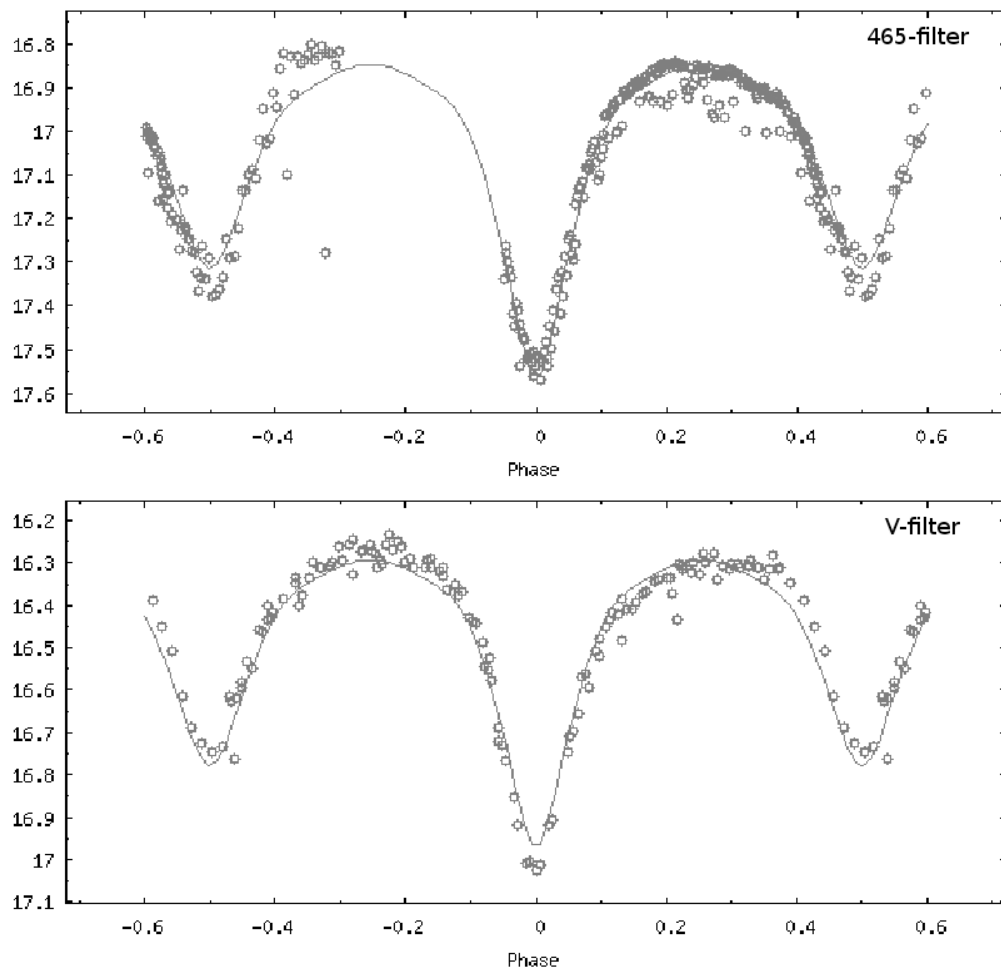


Figura 6.10: Curva de luz dobrada em fase da estrela variável V4. A linha contínua mostra o modelo ajustado obtido utilizando PHOEBE. No topo está a curva de luz com ajuste com nossos dados, na parte inferior, a curva de luz com os dados de Kaluzny (1997) dados.

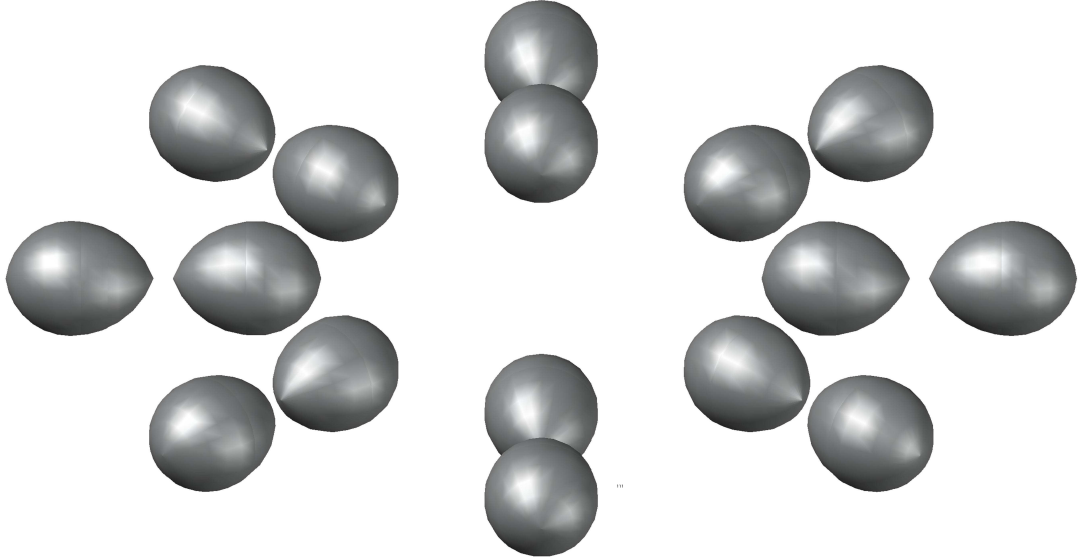


Figura 6.11: Representação das fases de interação do sistema binário eclipsante V4 mostrando as fases das duas estrelas.

Tabela 6.2: Parâmetros obtidos para a binária eclipsante V4

Parâmetro	Valor
P (dias)	$0,4218^1$
M_p	$(0,76 \pm 0,04) M_{\odot}$
M_s	$(0,73 \pm 0,04) M_{\odot}$
$q (M_s/M_p)$	0,96
R_p	$(1,01 \pm 0,10) R_{\odot}$
R_s	$(0,99 \pm 0,10) R_{\odot}$
T_{eff}^p	6 020 K
T_{eff}^s	5 300 K
$\langle U \rangle$ mag	$17,88 \pm 0,02$
$\langle B \rangle$ mag	$17,36 \pm 0,01$
$\langle V \rangle$ mag	$16,46 \pm 0,01$
$\langle 465\text{nm-Filter} \rangle$ mag	16,85
Δ mag (465nm-Filter)	0,7
(B-V)	$0,90 \pm 0,01$
M_{Bol}^p	4,59
M_{Bol}^s	5,14
$\text{Log}(g_p)=\text{Log}(g_s)$	4,31

¹Kaluzny (1997)

6.4 Estrelas variáveis de baixa massa no NGC 6397

As estrelas com massa abaixo de $1 M_{\odot}$ são as mais numerosas na nossa Galáxia (e.g. Rojas-Ayala et al., 2014). A estrutura interna dessas estrelas pode ser estudada por meio de observações de anãs M pulsantes. As variações de brilho podem se manifestar devido a jatos, manchas estelares mais frias na superfície ou até mesmo manifestações de variabilidade da atmosfera, cromosfera ou coroa (Gershberg, 2005).

Muitos estudos sobre as estrelas de baixa massa foram realizados recentemente pela missão *Kepler* - um telescópio espacial cujo objetivo principal era detectar trânsitos e descobrir exoplanetas, o que também fornece uma grande oportunidade para estudar as curvas de luz de estrelas, descobrindo que quase metade da amostra é mais ativa do que o Sol (Basri et al., 2010).

Com o intuito de investigar a variabilidade das estrelas do aglomerado globular NGC 6397 através dos dados obtidos com o ESO-VLT, fizemos uma triagem pela probabilidade de variações nas curvas de luz serem associadas à variabilidade da estrela. Selecionamos curvas de luz que apresentaram a variabilidade em uma ou ambas as noites, com um nível de confiança de 99,9%, como mostradas na Figura 6.5, e suas localizações nas imagens são mostradas na Figura 6.12.

Através desta seleção, encontramos 412 estrelas variáveis, correspondendo a $4,8 \pm 0,2$ % das estrelas observadas com magnitudes entre 17 e 23 no filtro 465nm. Como os objetos mais brilhantes do que magnitude 17 no filtro V estão saturadas, não foi possível analisar a variabilidade de estrelas como RR Lyrae, SX Phe ou outras localizadas na parte superior da sequência principal.

Exemplos de estrelas candidatas selecionadas são mostradas na Figura. 6.13 em (a), (b) e (c). Uma curva de luz de uma estrela considerada normal ou não variável é mostrado em (d). Um exemplo de falso alarme devido à contaminação das raias de difração de uma estrela brilhante é mostrado em (e).

O histograma na Figura 6.14 mostra a comparação entre o número de estrelas não variáveis em função da magnitude e o número de estrelas variáveis dentro do mesmo intervalo de magnitude. A Fig. 6.15 mostra a fração de variáveis em função da massa das estrelas.

Concluimos que há um aumento real de variabilidade para estrelas com massas menores do que $0,7 M_{\odot}$ e atingindo 10% abaixo de cerca de $0,5 M_{\odot}$.

Observamos que há uma depressão em torno da massa $0,45 M_{\odot}$ (Fig. 6.15), na região onde há forte absorção molecular nas atmosferas estelares. Este mesmo resultado também foi encontrado na função de luminosidade de NGC 6397 estudada por Richer et al. (2008), e similarmente na Figura. 4.12.

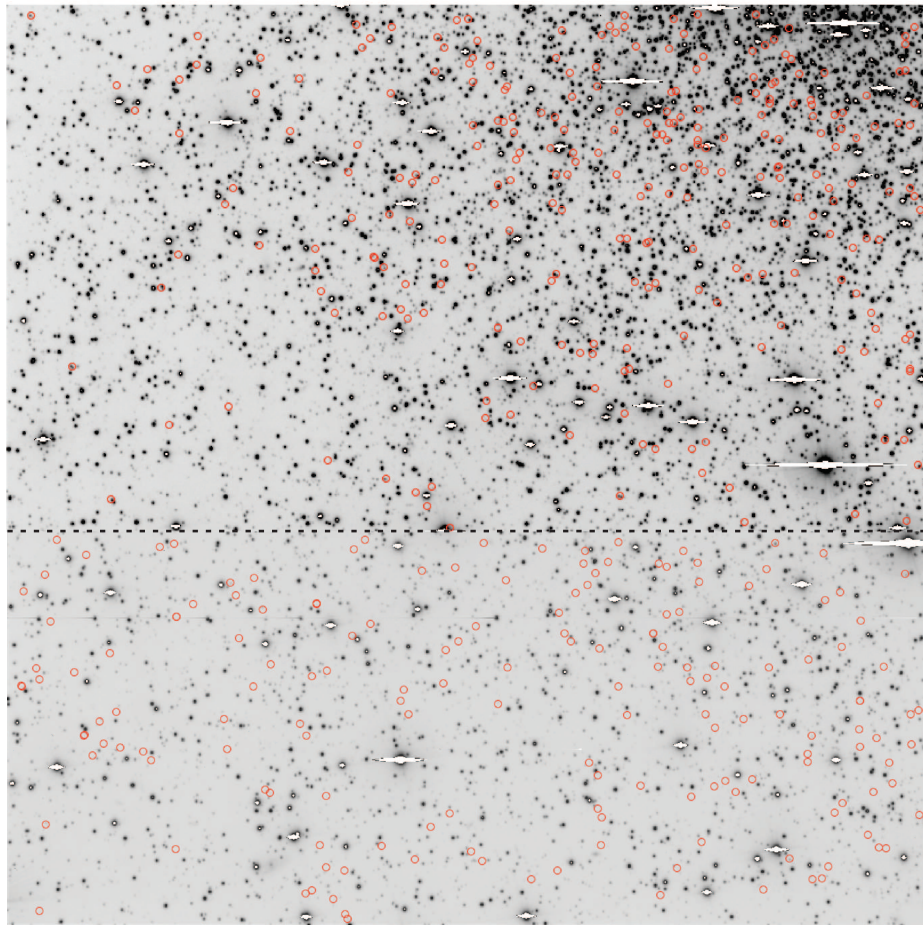


Figura 6.12: Posições das estrelas variáveis nas imagens obtidas com o ESO-VLT para o NCG 6397 (círculos vermelhos). Na parte superior, está a imagem do CCD1, na parte inferior, do CCD2. A linha tracejada mostra o limite entre os dois CCDs.

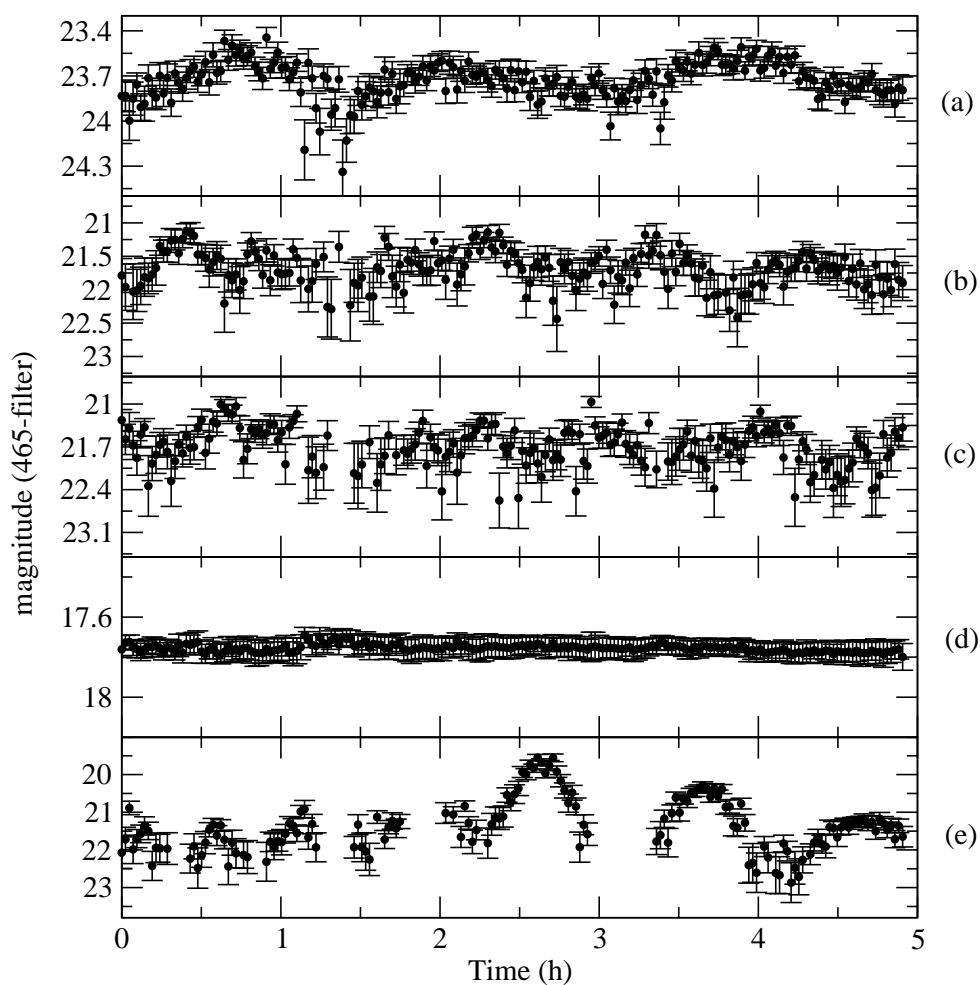


Figura 6.13: Os painéis (a), (b) e (c) são exemplos de curvas de luz de estrelas variáveis selecionadas; (d) mostra uma estrela típica não variável, enquanto (e) é um exemplo de uma curva de luz contaminada pelas raias de difração de estrelas brilhantes nas proximidades. Estas últimas foram eliminadas por inspeção visual.

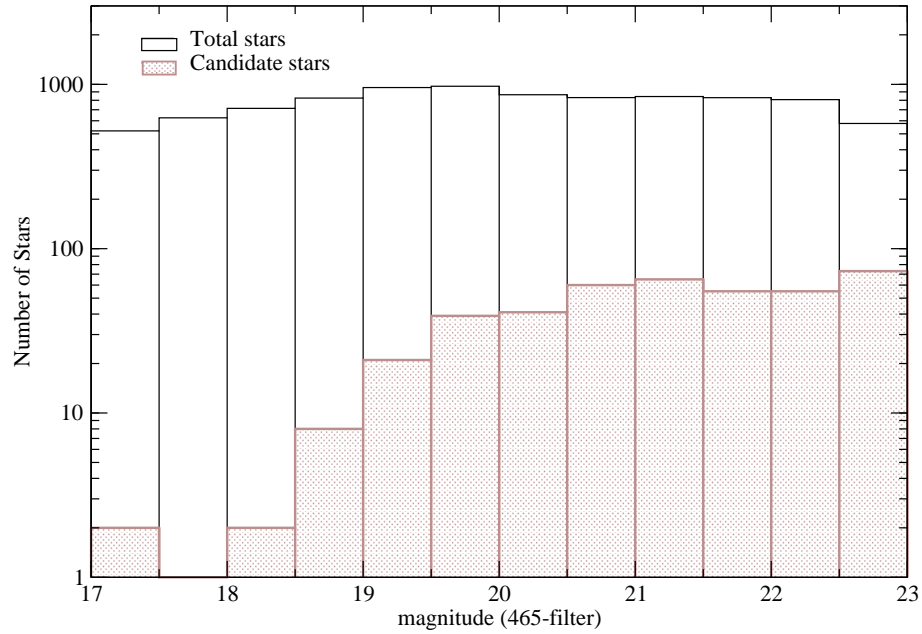


Figura 6.14: Distribuição de magnitude com relação ao número de estrelas normais e o número de estrelas variáveis.

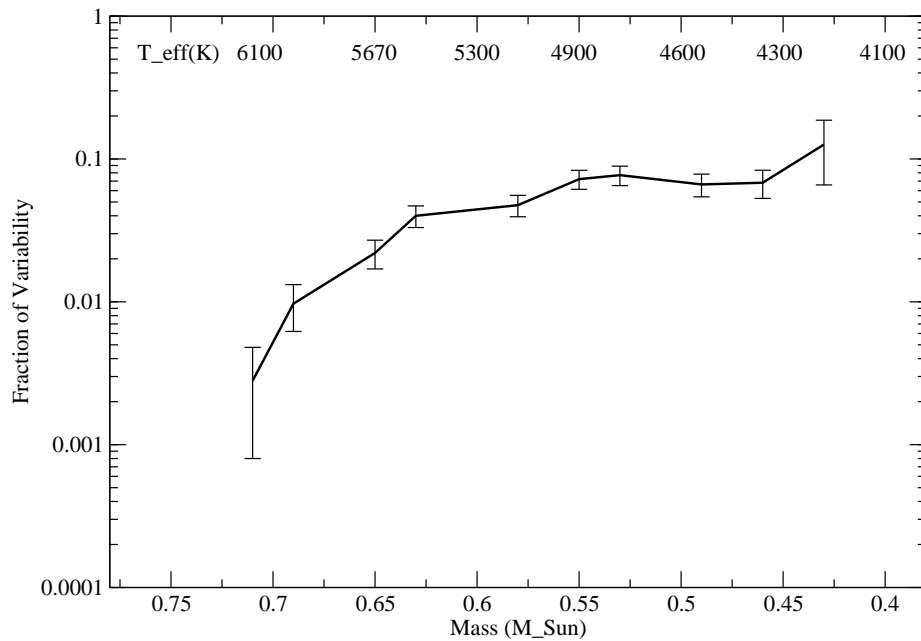


Figura 6.15: Fração de variáveis em função da massa das estrelas para o NGC 6397 com magnitude entre 17 e 23 (no filtro 465 nm). As massas foram estimadas a partir da isócrona calculada por A. Dotter (2008). A depressão em torno de $0,45 M_{\odot}$ corresponde à região onde há forte absorção molecular nas atmosferas estelares.

Capítulo 7

Comentários finais

Testes de modelos de formação e evolução estelar e da estrutura da Galáxia podem ser realizados através do estudo de aglomerados globulares. Estudar a distribuição espacial atual e a distribuição de luminosidade de aglomerados globulares, bem como determinar suas propriedades químicas e físicas, é importante para ampliar nosso conhecimento sobre a formação e os processos de evolução, tanto da nossa Galáxia, quanto dos próprios aglomerados.

O presente trabalho foi baseado em observações dos aglomerados globulares NGC 6397 e NGC 288.

O NGC 6397 é um dos aglomerados globulares mais próximos do Sol e alvo especialmente interessante para o estudo de estrelas de baixa luminosidade. Muitos estudos concentraram-se em caracterizar esse aglomerado. A parte central possui alta densidade de estrelas. As interações gravitacionais fornecem a energia que conduz à evolução do colapso do núcleo, tendo um efeito profundo em larga escala sobre o aglomerado.

O objetivo inicial do pedido de tempo de observação do NGC 6397 com o telescópio VLT do ESO era confirmar (ou não) a variabilidade de anãs brancas, cujos espectros foram publicados por Moehler et al. (2000). Pelas suas características como temperatura e massa, elas se encontram dentro da faixa de instabilidade das DAs.

Foram obtidas 11 h de fotometria ao longo de duas noites, totalizando 305 imagens no filtro `FILT_465_250`, além de exposições nos filtros `B_HIGH`, `V_HIGH` e `U_HIGH`. Porém, analisando nossas curvas de luz, não conseguimos confirmar a variabilidade dessas anãs brancas e aplicar asterosismologia a estas anãs brancas de

baixa metalicidade.

Com os dados do ESO-VLT nos filtros B e V, fizemos uma análise fotométrica de modelos projetados e deprojetados. É possível observar a diminuição de luminosidade, e conseqüentemente da massa, a partir da região central do aglomerado, demonstrando assim, fortes evidências da segregação de massa do NGC 6397. Este trabalho foi publicado na revista *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society* (Martinazzi et al., 2014).

Assim como o NGC 6397, o NGC 288 é um aglomerado de baixa metalicidade. Até o presente trabalho eram conhecidas 10 estrelas variáveis de curto período no NGC 288. Nosso trabalho aumentou este número em 20%. Além disso, este aglomerado apresenta pequena densidade de estrelas no núcleo. Essas características nos motivaram a buscar por novas candidatas a estrelas variáveis.

Com os dados da série fotométrica obtidos com o telescópio de 4,1 m do SOAR, totalizando aproximadamente 7 h de observação e 300 imagens, descobrimos duas novas estrelas variáveis. Analisando os padrões de variabilidade das curvas de luz e pela posição das estrelas no CMD, elas foram classificadas como SX Phoenicis.

Além disso, novos períodos foram descobertos em seis variáveis já conhecidas e com isso, utilizamos a relação período-luminosidade para determinar a distância até o aglomerado. A distância média obtida foi de $8,7 \pm 0,2$ kpc, de acordo com o valor publicado. Os resultados destas análises estão apresentados em um artigo publicado na revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (Martinazzi et al., 2015).

Para os mesmos dados obtidos com o ESO-VLT que realizamos o estudo de segregação de massa do NGC 6397, com ~ 11 h de imagens fotométricas utilizando o imageador FORS2 distribuídas ao longo de duas noites consecutivas, selecionamos as estrelas variáveis, com objetivo principal de determinar a fração de estrelas variáveis de baixa massa neste aglomerado, quantificando a probabilidade de uma dada curva de luz de ser variável ou não. Analisando 9 868 curvas de luz de estrelas mais brilhantes do que magnitude 23 no filtro 565-nm, identificamos 412 novas estrelas variáveis com escala de tempos entre 0,004 e 2 dias. Observamos que há um aumento na fração de variáveis à medida que a massa das estrelas diminui. Também percebemos uma depressão na fração em torno de $0,45 M_{\odot}$, correspondente à região onde há forte absorção molecular nas atmosferas estelares.

Além disso, realizamos uma análise fotométrica da binária eclipsante V4 no NGC 6397. Obtivemos massas $M_p = 0,76 \pm 0,02 M_\odot$ e $M_s = 0,73 \pm 0,02 M_\odot$ para as componentes primária e secundária respectivamente e raios de $R_p = 1,01 \pm 0,10 R_\odot$ e $R_p = 0,99 \pm 0,10 R_\odot$.

Bibliografía

- [1] ALCAINO, G. The globular cluster NGC 288. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 21, p. 15–24, July 1975.
- [2] ALTHAUS, L. G., CÓRSICO, A. H., ISERN, J., GARCÍA-BERRO, E. Evolutionary and pulsational properties of white dwarf stars. **The Astronomy and Astrophysics Review**, v. 18, p. 471–566, October 2010.
- [3] ARELLANO FERRO, A., ARÉVALO, M. J., LÁZARO, C., REY, M., BRAMICH, D. M., GIRIDHAR, S. CCD Photometry of the RR Lyrae Stars in NGC4147. **Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica**, v. 40, p. 209–221, October 2004.
- [4] ARELLANO FERRO, A., AREVALO, M. J., LAZARO, C., REY, M., BRAMICH, D. M., GIRIDHAR, S. VR light curves of 15 RR Lyrae in NGC 4147 (Arellano+ 2004). **VizieR Online Data Catalog**, v. 80, p. 4001, January 2013a.
- [5] ARELLANO FERRO, A., BRAMICH, D. M., FIGUERA JAIMES, R., GIRIDHAR, S., KAINS, N., KUPPUSWAMY, K., JORGENSEN, U. G., AL-SUBAI, K. A., ANDERSEN, J. M., BOZZA, V., BROWNE, P., CALCHI NOVATI, S., DAMERDJI, Y., DIEHL, C., DOMINIK, M., DREIZLER, S., ELYIV, A., GIANNINI, E., HARPSOE, K., HESSMAN, F. V., HINSE, T. C., HUNDERTMARK, M., JUNCHER, D., KERINS, E., KORHONEN, H., LIEBIG, C., MANCINI, L., MATHIASSEN, M., PENNY, M. T., RABUS, M., RAHVAR, S., RICCI, D., SCARPETTA, G., SKOTTFELT, J., SNODGRASS, C., SOUTHWORTH, J., SURDEJ, J., TREGLOAN-REED, J., VILELA, C., WERTZ, O. A detailed census of variable stars in the globular cluster NGC 6333 (M9) from CCD differential photometry. **ArXiv e-prints**, v. 1, June 2013b.

- [6] ARELLANO FERRO, A., BRAMICH, D. M., FIGUERA JAIMES, R., GIRIDHAR, S., KUPPUSWAMY, K. NGC 5024 (M53) RR Lyrae VI light curves (Arellano Ferro+, 2012). **VizieR Online Data Catalog**, v. 742, p. 1333, January 2013c.
- [7] ARELLANO FERRO, A., BRAMICH, D. M., GIRIDHAR, S., FIGUERA JAIMES, R., KAINS, N., KUPPUSWAMY, K. Variable Stars in the Globular Cluster NGC 288: [Fe/H] and Distance. **Acta Astronomica**, v. 63, p. 429–451, December 2013d.
- [8] ARELLANO FERRO, A., BRAMICH, D. M., GIRIDHAR, S., FIGUERA JAIMES, R., KAINS, N., KUPPUSWAMY, K. Variable Stars in the Globular Cluster NGC 288: [Fe/H] and Distance. **Acta Astronomica**, v. 63, p. 429–451, December 2013e.
- [9] ARELLANO FERRO, A., FIGUERA JAIMES, R., GIRIDHAR, S., BRAMICH, D. M., HERNÁNDEZ SANTISTEBAN, J. V., KUPPUSWAMY, K. Exploring the variable stars in the globular cluster NGC 5024 (M53): new RR Lyrae and SX Phoenicis stars. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 416, p. 2265–2284, September 2011.
- [10] ARELLANO FERRO, A., FIGUERA JAIMES, R., GIRIDHAR, S., BRAMICH, D. M., HERNANDEZ SANTISTEBAN, J. V., KUPPUSWAMY, K. Variable stars in NGC 5024 (M53) (Arellano Ferro+, 2011). **VizieR Online Data Catalog**, v. 741, p. 62265, April 2012.
- [11] BASRI, G., WALKOWICZ, L. M., BATALHA, N., GILLILAND, R. L., JENKINS, J., BORUCKI, W. J., KOCH, D., CALDWELL, D., DUPREE, A. K., LATHAM, D. W., MEIBOM, S., HOWELL, S., BROWN, T. Photometric Variability in Kepler Target Stars: The Sun Among Stars a First Look. **Astrophysical Journal Letters**, v. 713, p. L155–L159, April 2010.
- [12] BECK, S. The youngest globular clusters. **International Journal of Modern Physics D**, v. 24, p. 30002, November 2015.
- [13] BENSON, P. J. Transformation Coefficients for Differential Photometry. **International Amateur-Professional Photoelectric Photometry Communications**, v. 72, p. 42, June 1998.

- [14] BERGERON, P., FONTAINE, G., BILLÈRES, M., BOUDREAU, S., GREEN, E. M. On the Purity of the ZZ Ceti Instability Strip: Discovery of More Pulsating DA White Dwarfs on the Basis of Optical Spectroscopy. **Astrophysical Journal**, v. 600, p. 404–408, January 2004.
- [15] BICA, E., BONATTO, C., BARBUY, B., ORTOLANI, S. Globular cluster system and Milky Way properties revisited. **Astronomy and Astrophysics**, v. 450, p. 105–115, April 2006.
- [16] BLAKE, R. M., KHOSRAVANI, H., DELANEY, P. A. Period Changes in the SX Phoenicis Stars. part I. BL Camelopardalis and DY Pegasi. **Journal of the Royal Astronomical Society of Canada**, v. 94, p. 124, June 2000.
- [17] BOLTE, M. Photometric binary stars in Praesepe and the search for globular cluster binaries. **Astrophysical Journal**, v. 376, p. 514–519, August 1991.
- [18] BONATTO, C., CAMPOS, F., KEPLER, S. O. Mapping the differential reddening in globular clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 435, p. 263–272, October 2013.
- [19] BRAMICH, D. M., ARELLANO FERRO, A., JAIMES, R. F., GIRIDHAR, S. Investigation of variable star candidates in the globular cluster NGC 5024 (M53). **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 424, p. 2722–2732, August 2012.
- [20] CANTIello, M., FULLER, J., BILDSTEN, L. Asteroseismic signatures of evolving internal stellar magnetic fields. **ArXiv e-prints**, February 2016.
- [21] CAPUTO, F. RR Lyrae stars and their distances. **Astrophysics and Space Science**, v. 341, p. 77–82, September 2012.
- [22] CARRETTA, E., BRAGAGLIA, A., GRATTON, R., D’ORAZI, V., LUCA-TELLO, S. Intrinsic iron spread and a new metallicity scale for globular clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 508, p. 695–706, December 2009.
- [23] CASTANHEIRA, B. G., KEPLER, S. O. Seismological studies of ZZ Ceti stars - I. The model grid and the application to individual stars. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 385, p. 430–444, March 2008.

- [24] CLEMENS, J. C., CRAIN, J. A., ANDERSON, R. The Goodman spectrograph. In: GROUND-BASED INSTRUMENTATION FOR ASTRONOMY, Moorwood, A. F. M., Iye, M., editores, v. 5492 of **Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series**, p. 331–340, September 2004.
- [25] COHN, H. N., LUGGER, P. M., COUCH, S. M., ANDERSON, J., COOL, A. M., VAN DEN BERG, M., BOGDANOV, S., HEINKE, C. O., GRINDLAY, J. E. Identification of faint Chandra x-ray sources in the core-collapsed Globular Cluster NGC 6397: evidence for a bimodal cataclysmic variable population. **Astrophysical Journal**, v. 722, p. 20–32, October 2010.
- [26] DOTTER, A., CHABOYER, B., JEVREMOVIĆ, D., KOSTOV, V., BARON, E., FERGUSON, J. W. The Dartmouth Stellar Evolution Database. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 178, p. 89–101, September 2008.
- [27] DRUKIER, G. A., FAHLMAN, G. G., RICHER, H. B., SEARLE, L., THOMPSON, I. Star counts in NGC 6397. **Astronomical Journal**, v. 106, p. 2335–2348, December 1993.
- [28] DURNEY, B. R., LATOUR, J. On the angular momentum loss of late-type stars. **Geophysical and Astrophysical Fluid Dynamics**, v. 9, p. 241–255, 1978.
- [29] FERRARO, F. R., CARRETTA, E., BRAGAGLIA, A., RENZINI, A., ORTOLANI, S. The luminosity function of the globular cluster NGC 6752 with the Hubble Space Telescope: evidence of mass segregation. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 286, p. 1012–1022, April 1997.
- [30] FIGUERA JAIMES, R., ARELLANO FERRO, A., BRAMICH, D. M., GIRIDHAR, S., KUPPUSWAMY, K. Variable stars in the globular cluster NGC 7492. New discoveries and physical parameters determination. **ArXiv e-prints**, v. 1, May 2013.
- [31] FONTAINE, G., BRASSARD, P. The Pulsating White Dwarf Stars. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 120, p. 1043–1096, October 2008.
- [32] FONTAINE, G., BRASSARD, P., BERGERON, P. The Potential of White Dwarf Cosmochronology. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 113, p. 409–435, April 2001.

- [33] FORS, USER MANUAL. **Very Large Telescope, Paranal Science Operations** : Doc. No. VLT-MAN-ESO-13100-1543, 2008.
- [34] GERSHBERG, R. E. **Solar-Type Activity in Main-Sequence Stars**: 2005.
- [35] GILLILAND, R. L., BONO, G., EDMONDS, P. D., CAPUTO, F., CASSISI, S., PETRO, L. D., SAHA, A., SHARA, M. M. Oscillating Blue Stragglers in the Core of 47 Tucanae. **Astrophysical Journal**, v. 507, p. 818–845, November 1998.
- [36] GOLDSBURY, R., RICHER, H. B., ANDERSON, J., DOTTER, A., SARAJEDINI, A., WOODLEY, K. The ACS survey of Galactic Globular Clusters. X. New determinations of centers for 65 Clusters. **Astronomical Journal**, v. 140, p. 1830–1837, December 2010.
- [37] GRATTON, R. G., BRAGAGLIA, A., CARRETTA, E., CLEMENTINI, G., DESIDERA, S., GRUNDAHL, F., LUCATELLO, S. Distances and ages of NGC 6397, NGC 6752 and 47 Tuc. **Astronomy and Astrophysics**, v. 408, p. 529–543, September 2003.
- [38] HANSEN, B. M. S., ANDERSON, J., BREWER, J., DOTTER, A., FAHLMAN, G. G., HURLEY, J., KALIRAI, J., KING, I., REITZEL, D., RICHER, H. B., RICH, R. M., SHARA, M. M., STETSON, P. B. The White Dwarf cooling sequence of NGC 6397. **Astrophysical Journal**, v. 671, p. 380–401, December 2007.
- [39] HANSEN, B. M. S., KALIRAI, J. S., ANDERSON, J., DOTTER, A., RICHER, H. B., RICH, R. M., SHARA, M. M., FAHLMAN, G. G., HURLEY, J. R., KING, I. R., REITZEL, D., STETSON, P. B. An age difference of two billion years between a metal-rich and a metal-poor globular cluster. **Nature**, v. 500, p. 51–53, August 2013.
- [40] HARRIS, W. E. Globular Clusters in the Milky Way (Harris, 1996). **VizieR Online Data Catalog**, v. 7195, p. 0, November 1996.
- [41] HERMES, J. J., MONTGOMERY, M. H., WINGET, D. E., BROWN, W. R., GIANNINAS, A., KILIC, M., KENYON, S. J., BELL, K. J., HARROLD, S. T. Discovery of Pulsations, Including Possible Pressure Modes, in Two New Extremely Low Mass, He-core White Dwarfs. **apj**, v. 765, p. 102, March 2013.

- [42] HERMES, J. J., MONTGOMERY, M. H., WINGET, D. E., BROWN, W. R., KILIC, M., KENYON, S. J. SDSS J184037.78+642312.3: The First Pulsating Extremely Low Mass White Dwarf. **Astrophysical Journal Letters**, v. 750, p. L28, May 2012.
- [43] HEYL, J. S., RICHER, H., ANDERSON, J., FAHLMAN, G., DOTTER, A., HURLEY, J., KALIRAI, J., RICH, R. M., SHARA, M., STETSON, P., WO-ODLEY, K. A., ZUREK, D. Deep Hubble Space Telescope Imaging in NGC 6397: Stellar Dynamics. **Astrophysical Journal**, v. 761, p. 51, December 2012a.
- [44] HEYL, J. S., RICHER, H., ANDERSON, J., FAHLMAN, G., DOTTER, A., HURLEY, J., KALIRAI, J., RICH, R. M., SHARA, M., STETSON, P., WO-ODLEY, K. A., ZUREK, D. Deep Hubble Space Telescope Imaging in NGC 6397: Stellar Dynamics. **Astrophysical Journal**, v. 761, p. 51, December 2012b.
- [45] HOLLINGSWORTH, L. M., LILLER, M. H. An RR Lyrae Star in NGC 288. **Information Bulletin on Variable Stars**, v. 1360, p. 1, November 1977.
- [46] HOWELL, S. B. Differential Photometry and Light Curves. **Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO)**, v. 21, p. 11, June 1992.
- [47] HURLEY, J. R., SHARA, M. M., RICHER, H. B., KING, I. R., SAUL DAVIS, D., KALIRAI, J. S., HANSEN, B. M. S., DOTTER, A., ANDERSON, J., FAHLMAN, G. G., RICH, R. M. Deep Advanced Camera for Surveys Imaging in the Globular Cluster NGC 6397: Dynamical Models. **Astronomical Journal**, v. 135, p. 2129–2140, June 2008.
- [48] HUSSER, T.-O., KAMANN, S., DREIZLER, S., WENDT, M., WULFF, N., BACON, R., WISOTZKI, L., BRINCHMANN, J., WEILBACHER, P. M., ROTH, M. M., MONREAL-IBERO, A. MUSE crowded field 3D spectroscopy of over 12,000 stars in the globular cluster NGC 6397 - I. The first comprehensive spectroscopic HRD of a globular cluster. **ArXiv e-prints**, February 2016.
- [49] HUT, P., MCMILLAN, S., GOODMAN, J., MATEO, M., PHINNEY, E. S., PRYOR, C., RICHER, H. B., VERBUNT, F., WEINBERG, M. Binaries in globular clusters. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 104, p. 981–1034, November 1992.

- [50] IVANOVA, N., RASIO, F. Compact Binaries in Globular Clusters. In: REVISTA MEXICANA DE ASTRONOMIA Y ASTROFISICA CONFERENCE SERIES, Tovmassian, G., Sion, E., editores, v. 20 of **Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica**, vol. 27, p. 67–70, July 2004.
- [51] JEFFERY, C. S., SAIO, H. Radial pulsation as a function of hydrogen abundance. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, February 2016.
- [52] JEON, Y.-B., LEE, M. G., KIM, S.-L., LEE, H. New SX Phoenicis Stars in the Globular Cluster M53. **Astronomical Journal**, v. 125, p. 3165–3174, June 2003.
- [53] JOHNSON, H. L. A photometric system. **Annales d’Astrophysique**, v. 18, p. 292, January 1955.
- [54] KAINS, N., BRAMICH, D. M., ARELLANO FERRO, A., FIGUERA JAIMES, R. RR Lyrae mode switching in globular cluster M 68 (NGC 4590). **Astronomy and Astrophysics**, v. 582, p. A119, October 2015.
- [55] KAINS, N., BRAMICH, D. M., ARELLANO FERRO, A., FIGUERA JAIMES, R., JORGENSEN, U. G., GIRIDHAR, S., PENNY, M. T., ALSUBAI, K. A., ANDERSEN, J. M., BOZZA, V., BROWNE, P., BURGDORF, M., CALCHI NOVATI, S., DAMERDJI, Y., DIEHL, C., DODDS, P., DOMINIK, M., ELYIV, A., FANG, X.-S., GIANNINI, E., GU, S.-H., HARDIS, S., HARP-SOE, K., HINSE, T. C., HORNSTRUP, A., HUNDERTMARK, M., JESSEN-HANSEN, J., JUNCHER, D., KERINS, E., KJELDSSEN, H., KORHONEN, H., LIEBIG, C., LUND, M. N., LUNDKVIST, M., MANCINI, L., MARTIN, R., MATHIASSEN, M., RABUS, M., RAHVAR, S., RICCI, D., SAHU, K., SCARPETTA, G., SKOTTFELT, J., SNODGRASS, C., SOUTHWORTH, J., SURDEJ, J., TREGLOAN-REED, J., VILELA, C., WERTZ, O., WILLIAMS, A. Estimating the parameters of globular cluster M 30 (NGC 7099) from time-series photometry. **Astronomy and Astrophysics**, v. 555, p. A36, July 2013.
- [56] KALUZNY, J. CCD photometry of variable stars in the globular cluster NGC 288. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 120, p. 83–88, November 1996.

- [57] KALUZNY, J. CCD photometry of variable stars in the field of the globular cluster NGC6397. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 122, p. 1–7, April 1997.
- [58] KALUZNY, J., KRZEMINSKI, W., NALEZYTY, M. New variable stars in the globular cluster NGC 288. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 125, p. 337–341, October 1997.
- [59] KALUZNY, J., THOMPSON, I. B. Time series photometry of variable stars in the Globular Cluster NGC 6397. **Astronomical Journal**, v. 125, p. 2534–2542, May 2003.
- [60] KALUZNY, J., THOMPSON, I. B., KRZEMINSKI, W., SCHWARZENBERG-CZERNY, A. Photometric study of the variable star population in the globular cluster NGC 6397. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 365, p. 548–554, January 2006.
- [61] KALUZNY, J., THOMPSON, I. B., RUCINSKI, S. M., KRZEMINSKI, W. The Cluster Ages Experiment (case). III. Analysis of the eccentric eclipsing binary V32 in the Globular Cluster NGC 6397. **Astronomical Journal**, v. 136, p. 400–403, July 2008.
- [62] KAROFF, C., RAUER, H., ERIKSON, A., VOSS, H., KABATH, P., WIESE, T., DELEUIL, M., MOUTOU, C., MEUNIER, J. C., DEEG, H. Identification of Variable Stars in COROT’s First Main Observing Field (LRc1). **Astronomical Journal**, v. 134, p. 766–777, August 2007.
- [63] KEPLER, S. O. Whole Earth Telescope data analysis. **Baltic Astronomy**, v. 2, p. 515, January 1993.
- [64] KHEILO, E. S. Variable stars in the globular cluster M92 (Kheilo, 1967). **VizieR Online Data Catalog**, v. 120, p. 1601, January 2013.
- [65] KING, I. The structure of star clusters. I. an empirical density law. **Astronomical Journal**, v. 67, p. 471, October 1962.
- [66] KING, I. R. The structure of star clusters. III. Some simple dynamical models. **Astronomical Journal**, v. 71, p. 64, February 1966.
- [67] KIRAGA, M., STEPIEN, K. ASAS photometry of ROSAT sources. II. New variables from the ASAS North Survey. **ArXiv e-prints**, v. , April 2013.

- [68] KONG, A. K. H., BASSA, C., POOLEY, D., LEWIN, W. H. G., HOMER, L., VERBUNT, F., ANDERSON, S. F., MARGON, B. Chandra and Hubble Space Telescope Study of the Globular Cluster NGC 288. **Astrophysical Journal**, v. 647, p. 1065–1074, August 2006.
- [69] KOPACKI, G., PIGULSKI, A. Variable stars in the globular cluster M79. **ArXiv e-prints**, v. 1, November 2012.
- [70] KOWALSKI, P. M. White dwarf atmosphere models with Ly-alpha opacity in the analysis of the white dwarf cooling sequence of NGC 6397. **Astronomy and Astrophysics**, v. 474, p. 491–494, November 2007.
- [71] KUNDER, A., STETSON, P. B., CATELAN, M., WALKER, A. R., AMIGO, P. Variable Stars in the Globular Cluster NGC 2808. **Astronomical Journal**, v. 145, p. 33, February 2013.
- [72] LEDOUX, P., WALRAVEN, T. **Variable Stars**: Springer-Verlag, 1955.
- [73] MARTINAZZI, E., KEPLER, S. O., COSTA, J. E. S., PIERES, A., BONATTO, C., BICA, E., FRAGA, L. New SX Phe variables in the globular cluster NGC 288. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 447, p. 2235–2242, March 2015.
- [74] MARTINAZZI, E., PIERES, A., KEPLER, S. O., COSTA, J. E. S., BONATTO, C., BICA, E. Probing mass segregation in the globular cluster NGC 6397. **mnras**, v. 442, p. 3105–3111, August 2014.
- [75] MCCOMBS, T., REINHART, E., MURPHY, B. W. Variable Stars in the Globular Cluster M107: The Discovery of a Probable SX Phoenicis Star. In: AMERICAN ASTRONOMICAL SOCIETY MEETING ABSTRACTS 221, v. 221 of **American Astronomical Society Meeting Abstracts**, p. 250.22, January 2013.
- [76] MCNAMARA, D. Luminosities of SX Phoenicis, Large-Amplitude Delta Scuti, and RR Lyrae Stars. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 109, p. 1221–1232, November 1997.
- [77] MCNAMARA, D. H. Period-luminosity relations of SX Phoenicis stars. **Astronomical Journal**, v. 109, p. 1751–1756, April 1995.

- [78] MCNAMARA, D. H. Delta Scuti, SX Phoenicis, and RR Lyrae Stars in Galaxies and Globular Clusters. **Astronomical Journal**, v. 142, p. 110, October 2011.
- [79] MILONE, A. P., MARINO, A. F., BEDIN, L. R., DOTTER, A., JERJEN, H., KIM, D., NARDIELLO, D., PIOTTO, G., CONG, J. The binary populations of eight globular clusters in the outer halo of the Milky Way. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 455, p. 3009–3019, January 2016.
- [80] MOEHLER, S., HEBER, U., NAPIWOTZKI, R., KOESTER, D., RENZINI, A. First VLT spectra of white dwarfs in a globular cluster. **Astronomy and Astrophysics**, v. 354, p. L75–L78, February 2000.
- [81] NASCIMBENI, V., BEDIN, L. R., PIOTTO, G., DE MARCHI, F., RICH, R. M. An HST search for planets in the lower main sequence of the globular cluster NGC 6397. **Astronomy and Astrophysics**, v. 541, p. A144, May 2012.
- [82] NOYOLA, E., GEBHARDT, K. Surface Brightness Profiles of Galactic Globular Clusters from Hubble Space Telescope Images. **Astronomical Journal**, v. 132, p. 447–466, August 2006.
- [83] NYQUIST, H. Certain Topics in Telegraph Transmission Theory. **Transactions of the American Institute of Electrical Engineers, Volume 47, Issue 2, pp. 617-624**, v. 47, p. 617–624, April 1928.
- [84] OOSTERHOFF, P. T. A semi-regular variable in NGC 288. **Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands**, v. 9, p. 397, March 1943.
- [85] PETERSEN, J. O., QUADE, M., FREYHAMMER, L. M., ANDERSEN, M. I. Double-mode SX Phoenicis Variables in Globular Clusters. In: DELTA SCUTI AND RELATED STARS, Breger, M., Montgomery, M., editores, v. 210 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, p. 391, 2000.
- [86] PIETRZYŃSKI, G., THOMPSON, I. B., GIEREN, W., GRACZYK, D., STĘPIEŃ, K., BONO, G., MORONI, P. G. P., PILECKI, B., UDALSKI, A., SOSZYŃSKI, I., PRESTON, G. W., NARDETTO, N., MCWILLIAM, A., ROEDERER, I. U., GÓRSKI, M., KONORSKI, P., STORM, J. RR-Lyrae-type pulsations from a 0.26-solar-mass star in a binary system. **Nature**, v. 484, p. 75–77, April 2012.

- [87] PIOTTO, G., MILONE, A. P., BEDIN, L. R., ANDERSON, J., KING, I. R., MARINO, A. F., NARDIELLO, D., APARICIO, A., BARBUY, B., BELLINI, A., BROWN, T. M., CASSISI, S., COOL, A. M., CUNIAL, A., DALESSANDRO, E., DANTONA, F., FERRARO, F. R., HIDALGO, S., LANZONI, B., MONELLI, M., ORTOLANI, S., RENZINI, A., SALARIS, M., SARAJEDINI, A., VAN DER MAREL, R. P., VESPERINI, E., ZOCCALI, M. The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters. I. Overview of the Project and Detection of Multiple Stellar Populations. **Astronomical Journal**, v. 149, p. 91, March 2015.
- [88] PRŠA, A., ZWITTER, T. A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives. **Astrophysical Journal**, v. 628, p. 426–438, July 2005.
- [89] RAMSAY, G., NAPIWOTZKI, R., BARCLAY, T., HAKALA, P., POTTER, S., CROPPER, M. New short-period stellar pulsators at large Galactocentric distances. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 417, p. 400–407, October 2011.
- [90] REID, I. N., GIZIS, J. E. The distance to NGC 6397 by M-Subdwarf Main-Sequence fitting. **Astronomical Journal**, v. 116, p. 2929–2935, December 1998.
- [91] RICHER, H. B., DOTTER, A., HURLEY, J., ANDERSON, J., KING, I., DAVIS, S., FAHLMAN, G. G., HANSEN, B. M. S., KALIRAI, J., PAUST, N., RICH, R. M., SHARA, M. M. Deep advanced camera for surveys imaging in the Globular Cluster NGC 6397: the Cluster Color-Magnitude Diagram and Luminosity Function. **Astronomical Journal**, v. 135, p. 2141–2154, June 2008.
- [92] RICHER, H. B., FAHLMAN, G., IBATA, R. A., IVANANS, N. C., MANDUSHEV, G., HESSER, J. E., STETSON, P. B., VANDENBERG, D. A., PRYOR, C., HARRIS, W. E., BOND, H. E., BOLTE, M., BELL, R. A. Binaries in Globular Clusters HST Observations of White Dwarfs in M4. In: THE ORIGINS, EVOLUTION, AND DESTINIES OF BINARY STARS IN CLUSTERS, Milone, E. F., Mermilliod, J.-C., editores, v. 90 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, p. 65, 1996.
- [93] RICHER, H. B., GOLDSBURY, R., HEYL, J., HURLEY, J., DOTTER, A., KALIRAI, J. S., WOODLEY, K. A., FAHLMAN, G. G., RICH, R. M., SHARA,

- M. M. Comparing the White Dwarf Cooling Sequences in 47 Tuc and NGC 6397. **Astrophysical Journal**, v. 778, p. 104, December 2013.
- [94] ROJAS-AYALA, B., IGLESIAS, D., MINNITI, D., SAITO, R. K., SUROT, F. M dwarfs in the b201 tile of the VVV survey. Colour-based selection, spectral types and light curves. **Astronomy and Astrophysics**, v. 571, p. A36, November 2014.
- [95] ROLLAND, A., RODRIGUEZ, E., LOPEZ DE COCA, P., GARCIA-PELAYO, J. M. Stromgren photometry of the short-period variable star SX Phoenicis. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 91, p. 347–370, December 1991.
- [96] ROMANI, R. W., WEINBERG, M. D. Limits on cluster binaries. **Astrophysical Journal**, v. 372, p. 487–493, May 1991.
- [97] ROMERO, A. D., CAMPOS, F., KEPLER, S. O. The age-metallicity dependence for white dwarf stars. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 450, p. 3708–3723, July 2015.
- [98] ROMERO, A. D., KEPLER, S. O., CÓRSICO, A. H., ALTHAUS, L. G., FRAGA, L. Asteroseismological Study of Massive ZZ Ceti Stars with Fully Evolutionary Models. **Astrophysical Journal**, v. 779, p. 58, December 2013.
- [99] ROSENBERG, A., APARICIO, A., SAVIANE, I., PIOTTO, G. Photometric catalog of nearby globular clusters. II. A large homogeneous (V,I) color-magnitude diagram data-base. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 145, p. 451–465, September 2000.
- [100] ROZYCZKA, M., KALUZNY, J., PIETRUKOWICZ, P., PYCH, W., CATELAN, M., CONTRERAS, C., THOMPSON, I. B. A search for dormant binaries with degenerate components in ω Centauri and NGC 6397. **Astronomy and Astrophysics**, v. 524, p. A78, December 2010.
- [101] RUBENSTEIN, E. P., BAILYN, C. D. SX Phoenicis Variable Stars in the Globular Cluster NGC 6397. In: BLUE STRAGGLERS, Saffer, R. A., editor, v. 53 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, p. 173, 1993.

- [102] SANTOLAMAZZA, P., MARCONI, M., BONO, G., CAPUTO, F., CASSISI, S., GILLILAND, R. L. Linear Nonadiabatic Properties of SX Phoenicis Variables. **Astrophysical Journal**, v. 554, p. 1124–1140, June 2001.
- [103] SHETRONE, M. D., KEANE, M. J. Spectral Comparison of Red Giants in the Second-Parameter Globular Cluster Pair NGC 288 and NGC 362. **Astronomical Journal**, v. 119, p. 840–850, February 2000.
- [104] SMARTT, S. J., ELDRIDGE, J. J., CROCKETT, R. M., MAUND, J. R. The death of massive stars - I. Observational constraints on the progenitors of Type II-P supernovae. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 395, p. 1409–1437, May 2009.
- [105] STETSON, P. B. DAOPHOT - A computer program for crowded-field stellar photometry. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 99, p. 191–222, March 1987.
- [106] STETSON, P. B. More experiments with DAOPHOT II and WF/PC Images. In: ASTRONOMICAL DATA ANALYSIS SOFTWARE AND SYSTEMS I, Worrall, D. M., Biemesderfer, C., Barnes, J., editores, v. 25 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, p. 297, 1992.
- [107] STETSON, P. B. On the automatic determination of light-curve parameters for Cepheid Variables. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 108, p. 851, October 1996.
- [108] STETSON, P. B. Homogeneous Photometry for Star Clusters and Resolved Galaxies. II. Photometric Standard Stars. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 112, p. 925–931, July 2000.
- [109] STETSON, P. B. Homogeneous photometry. IV. On the standard sequence in the Globular Cluster NGC 2419. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 117, p. 563–588, June 2005.
- [110] STETSON, P. B., DAVIS, L. E., CRABTREE, D. R. Future development of the DAOPHOT crowded-field photometry package. In: CCDS IN ASTRONOMY, Jacoby, G. H., editor, v. 8 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, p. 289–304, 1990.

- [111] STRICKLER, R. R., COOL, A. M., ANDERSON, J., COHN, H. N., LUGGER, P. M., SERENELLI, A. M. Helium-core White Dwarfs in the Globular Cluster NGC 6397. **Astrophysical Journal**, v. 699, p. 40–55, July 2009.
- [112] TRAGER, S. C., KING, I. R., DJORGOVSKI, S. Catalogue of Galactic globular-cluster surface-brightness profiles. **Astronomical Journal**, v. 109, p. 218–241, January 1995.
- [113] WELCH, D. L., STETSON, P. B. Robust variable star detection techniques suitable for automated searches - New results for NGC 1866. **Astronomical Journal**, v. 105, p. 1813–1821, May 1993.
- [114] WILLIAMS, K. A., BOLTE, M., KOESTER, D. Probing the Lower Mass Limit for Supernova Progenitors and the High-Mass End of the Initial-Final Mass Relation from White Dwarfs in the Open Cluster M35 (NGC 2168). **Astrophysical Journal**, v. 693, p. 355–369, March 2009.
- [115] WINGET, D. E., KEPLER, S. O. Pulsating White Dwarf Stars and Precision Asteroseismology. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 46, p. 157–199, September 2008.
- [116] WINGET, D. E., KEPLER, S. O., CAMPOS, F., MONTGOMERY, M. H., GIRARDI, L., BERGERON, P., WILLIAMS, K. The physics of crystallization from globular cluster white dwarf stars in NGC 6397. **Astrophysical Journal Letters**, v. 693, p. L6–L10, March 2009.

Apêndice A

Apêndice

A.1 Artigo: Segregação de Massa no NGC 6397

A partir dos dados obtidos com o ESO-VLT, foi possível fazer uma análise de segregação de massa do aglomerado globular NGC 6397, através dos dados projetados e realizando uma deprojeção, demonstrando assim, fortes evidências da segregação de massa. Além da determinação de uma massa média total e a estimativa para número de estrelas deste aglomerado.

Esta análise é apresentada a seguir no formato de um artigo publicado em 2014 na revista **Monthly Notice of the Royal Astronomical Society, 2014, Volume 442, Issue 4, p.3105-3111**

A.2 Artigo: Novas variáveis SX Phe no aglomerado globular NGC 288

A partir dos dados obtidos com o SOAR, foi possível fazer uma busca por novas estrelas variáveis no aglomerado globular NGC 288. A descoberta de duas novas SX Phe e da determinação do aglomerado através da relação Período-luminosidade, é apresentada a seguir no formato de um artigo publicado em 2015 na revista **Monthly Notice of the Royal Astronomical Society, 2015, Volume 447, p.2235 - 2242**

Devido a alguns equívocos, foi necessário fazer uma errata do artigo, que consta em: **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2015, Volume 449, p.3535 -3536**