

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

Os aglomerados globulares NGC 6366 e NGC 6397*

Fabíola Campos

Dissertação realizada sobre orientação do Professor Dr. Kepler de Souza Oliveira Filho, co-orientação do Professor Dr. Charles José Bonatto e apresentada no Instituto de Física da UFRGS em preenchimento parcial dos requisitos para obtenção do título de Mestre em Física.

Porto Alegre

Julho, 2009

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

Para meus pais

Agradecimentos

Gostaria de agradecer todas as pessoas que de alguma forma participaram de alguma das etapas para a realização deste trabalho.

Ao pessoal do laboratório de Astrofísica, que me recebeu tão bem quando cheguei por lá ainda na iniciação científica, eu agradeço agradável convivência diária, a ajuda e os momentos de confraternização.

Ao meu orientador Kepler de Souza Oliveira Filho e meu co-orientador Charles José Bonatto pela paciência e por tudo que fui capaz de aprender pela experiência e exemplo deles.

Aos meus colegas da sala M203 pelas discussões filosóficas, por escutarem, perguntarem e discutirem sobre meu trabalho, mesmo sendo de áreas completamente diferentes.

Agradeço a minha família pela compreensão, por sempre acreditar em mim e ter me ajudado e incentivado a sempre seguir em frente.

Por fim, agradeço a todos os meus amigos que, de uma maneira ou de outra, percorreram esse percurso comigo.

Fabíola Campos

*Universidade Federal do Rio Grande do Sul
Julho de 2009*

Resumo

Esse trabalho teve como objetivo o estudo dos aglomerados globulares NGC 6366 e NGC 6397, que estão classificados entre os mais próximos do Sol, através do ajuste de isócronas aos dados fotométricos obtidos em B (4200Å) e V (5500 Å) com o telescópio SOAR e ACS F606W (6060 Å) e F814W (8140 Å) com o Telescópio Espacial Hubble (HST).

NGC 6366 é um aglomerado relativamente aberto, de magnitude visual aparente $V=9.2$ e alta extinção. Com nossos dados do SOAR nas bandas fotométricas B e V conseguimos medir até estrelas de magnitude $V=23.5$. Com os dados HST, obtidos por Sarajedini et al. (2007) nas bandas F606W e F814W, detectamos até magnitude $F606W=26.5$ mag. Nós ajustamos isócronas de Padova [Girardi et al. (2000) e Marigo et al. (2008)] calculadas para este trabalho e incluindo a seqüência de esfriamento de anãs brancas, e encontramos $d= (3.8\pm 0.4)$ kpc, $E(B-V)=0.64\pm 0.02$, com a massa média das estrelas no ponto de saída da seqüência principal de $(0.89\pm 0.02)M_{\text{Sol}}$. Além disso, detectamos 31 estrelas com cores correspondentes a anãs brancas com massa média $0.4M_{\text{Sol}}$.

O outro aglomerado, NGC 6397, é atualmente classificado como o segundo mais próximo do Sol e foi o primeiro aglomerado a ter dados obtidos para toda a seqüência principal, detectada até o limite de queima de hidrogênio ($0.08 M_{\text{Sol}}$) (Richer et al. 2008). Nós obtivemos esses dados de Richer et al. (2008), ajustamos as isócronas de Padova contendo toda a seqüência de evolução até as anãs brancas e mostramos que o ajuste simultâneo da seqüência principal e a de esfriamento das anãs brancas resultaram em uma melhor determinação de distancia, idade, avermelhamento e até metalicidade.

Com o ajuste da isócrona, encontramos idade (12 ± 1) Gano, metalicidade $Z=0.00012$ $\{[Fe/H]=-2.2$, para $\delta[\alpha/Fe]=0\}$ e distância $d=(2.7\pm 0.2)$ kpc. Esses valores restringiram nossa liberdade de mover os modelos de seqüência de esfriamento de anãs brancas e, ajustando os modelos de Bergeron (2008), encontramos uma massa média entre 0.50 e $0.54M_{\text{Sol}}$.

Outra característica importante da seqüência de esfriamento das anãs brancas é que em $F814W=26.5$ mag detectamos a presença de um acúmulo de estrelas que permitiu o estudo da física da cristalização do núcleo de anãs brancas, por Winget et al. (2009), demonstrando a existência de liberação de calor latente; também vemos que em cerca de $F814W=27.6$ mag, a seqüência de esfriamento termina com uma volta para o azul causada pela absorção induzida por colisões de H e He.

Abstract

Our work was aimed at studying the globular clusters NGC 6366 and NGC 6797, classified among the closest to the Sun, fitting the color-magnitude data obtained in B (4200 Å) and V (5500 Å) with the 4.1m SOAR Telescope and ACS F606W (6060 Å) and F814W (8140 Å) data with the Hubble Space Telescope obtained by Richer et al. (2008).

NGC 6366 is a sparsely condensed globular cluster, with apparent visual magnitude $V=9.2$ and high extinction. With our SOAR data in the photometric bands B and V we detected until magnitude $V=23.5$. With HST data, obtained by Sarajedini et al. (2007), in the photometric bands F606W and F814W, they detected until magnitude $F606W=26.5$ mag. We fitted Padova isochrones [Girardi et al. (2000) e Marigo et al. (2008)], with added white dwarf cooling sequence, and found $d=(3.8\pm 0.4)$ kpc, $E(B-V)=0.64\pm 0.02$, with a mean mass of the stars in the main sequence turnoff equals to $0.89\pm 0.02M_{\text{Sun}}$. We also detected 31 stars with colors appropriate for white dwarf stars with mean mass of the order of $0.4M_{\text{Sun}}$.

NGC 6397 is currently classified as the second closest to the Sun and was the first cluster to have data of all the main sequence until the burning hydrogen limit around $0.08M_{\text{Sun}}$ (Richer et al. 2008). We fitted Padova isochrones with all the evolution sequence and showed that the simultaneous fit of the main sequence and the white dwarf cooling sequence result in better determination of distance, age, reddening and even metallicity.

With the isochrone fitting, for age, metallicity and distance, we found (12 ± 1) Gyr, $Z=0.00012$ $\{[Fe/H]=-2.2, \text{ for } \delta[\alpha/Fe]=0\}$ and $d=(2.7\pm 0.2)$ kpc. These values restricted our freedom to slide white dwarf cooling sequence models and, fitting Bergeron's atmospheric models (2008) we found a mean mass among 0.50 and $0.54M_{\text{Sun}}$.

Other important feature of the white dwarf cooling sequence is that at $F814W=26.5$ mag we detected the presence of a concentration of stars that allowed the study of the physics of crystallization in the white dwarf stars core, by Winget et al. (2009), demonstrating the existence of the existence of latent heat release, predicted by Van Horn (1968); we also notice that around $F814W=27.6$ mag, the cooling sequence ends with a blue turn caused by collision induced absorption of H and He.

Sumário

Sumário	v
Lista de Tabelas	vii
Lista de Figuras	viii
1 Introdução	1
1.1 Perspectiva Histórica.....	2
1.2 Fotometria de Aglomerados Globulares.....	6
1.3 Sistema Fotométrico Padrão.....	9
1.4 Diagrama Cor-Magnitude.....	10
1.5 Ajuste com Isócronas.....	13
1.5.1 Modelos de Isócronas.....	14
1.5.2 Vermelhamento Interestelar.....	19
1.6 Objetivos.....	20
2 Objetos Alvo	21
2.1 Aglomerado Globular NGC 6366.....	22
2.2 Aglomerado Globular NGC 6397.....	30
3 Redução e Análise dos Dados	39
3.1 NGC 6366.....	39
3.1.1 Fotometria.....	40
3.1.2 Tabela Fotométrica HST/ACS.....	48
3.1.3 Ajuste das Isócronas.....	50
3.1.4 Vermelhamento Interestelar.....	58
3.2 NGC 6397.....	60
3.2.1 Tabela Fotométrica HST/ACS.....	61

3.2.2	Ajuste das Isócronas.....	63
4	Conclusões e Perspectivas.....	68
4.1	Conclusões.....	68
4.2	Perspectivas.....	69
Apêndice A Artigo Publicado.....		71
Referências.....		72

Lista de Tabelas

Tabela 1 Distâncias dos cinco aglomerados globulares mais próximos ao Sol na literatura recente.....	2
Tabela 2 Valores médios da extinção total para seletiva de oito regiões estudadas por Ducati et al (2003).....	20
Tabela 3 Parâmetros na literatura para o aglomerado globular NGC 6366.....	29
Tabela 4 Reprodução da tabela 3 de Korn et al (2008).....	35
Tabela 5 Alguns parâmetros na literatura para o aglomerado globular NGC 6397.....	39
Tabela 6 Parâmetros iniciais utilizados para fotometria de abertura para cada imagem.....	43
Tabela 7 Equações de calibração para o sistema fotométrico padrão.....	47
Tabela 8 Possíveis anãs brancas de NGC 6366 da tabela fotométrica de Sarajedini et al.(2007) e suas identidades.....	57

Lista de Figuras

Figura 1	Via Láctea.....	1
Figura 2	Estrutura do modelo de Herschel.....	3
Figura 3	Estrutura do modelo de Kapteyn.....	4
Figura 4	Estrutura do modelo de Shapley.....	4
Figura 5	Comparação de determinações de distância de 100 aglomerados abertos (Trumpler 1930) pelo método fotométrico e pelo método de diâmetro.....	5
Figura 6	Exemplo de fotometria de abertura.....	7
Figura 7	Aglomerado globular NGC 6397; (a) inteiro e (b) em uma ampliação de uma região menor com confusão de fonte.....	8
Figura 8	Formato típico de uma função de espalhamento puntual; (a) bidimensional e (b) tridimensional.....	9
Figura 9	Curvas de transmissão relativas para os sistemas HST/ACS e Johnson-Cousins.....	10
Figura 10	Diagrama cor-magnitude de um AG “velho”.....	11
Figura 11	Diagramas cor-magnitude publicados por Piotto et al. (2002).....	12
Figura 12	Relação massa inicial-final dos modelos de Padova (linhas), publicada em Marigo et al. (2007).....	17
Figura 13	Comparação entre isócronas de mesma composição química ($Z=0.008$ e $Y=0.273$), mas enriquecimentos diferentes.....	18
Figura 14	Posição dos aglomerados globulares NGC 6366 e NGC 6397 em relação a Galáxia.	22
Figura 15	NGC 6366 juntamente com a estrela 47 Ophiuchi.....	23
Figura 16	(a) Diagrama Cor-Magnitude do aglomerado globular NGC 6366 publicado por Harris.....	25
Figura 17	Diagrama Cor-Magnitude publicado por Alonso et al. (1997). A linha superposta por eles é a linha de tendência média.....	25

Figura 18 (a) Comparação da linha média de NGC 6366 e de dois aglomerados globulares do halo com metalicidade similar. (b) Comparação da linha média de NGC 6366 e de dois aglomerados globulares do disco com metalicidade similar.....	26
Figura 19 Diagrama Cor-Magnitude de NGC 6366 publicado por Sarajedini et al. (2007).....	27
Figura 20 Função de massa global publicada por Paust et al. (2009).....	28
Figura 21 Aglomerado Globular NGC 6397.....	30
Figura 22 Diagrama cor-magnitude publicado por Alcaíno et al. (1987).....	31
Figura 23 Diagrama cor-magnitude publicado por Kaluzny (1997).....	32
Figura 24 Diagrama cor-magnitude publicado por Richer et al. (2008).....	33
Figura 25 Diagrama cor-magnitude publicado por Korn et al (2008) com os quatro grupos de estrelas.....	34
Figura 26 Diagrama cor-magnitude de Winget et al. (2009).....	36
Figura 27 Seqüência de esfriamento das anãs brancas do NGC 6397 com ajuste de modelos de Bergeron (2008).....	36
Figura 28 (a) Função de luminosidade da seqüência de esfriamento das anãs brancas dos dados de Richer et al. (2008) com a relação de completeza.....	37
Figura 29 Função de luminosidade de NGC 6397 com funções de luminosidade teóricas normalizadas com e sem o efeito da cristalização e transição de fase.....	38
Figura 30 Imagem do aglomerado globular NGC 6366 composta das bandas.....	40
Figura 31 Imagens na banda fotométrica B em três diferentes tempos de exposição.....	41
Figura 32 Diagramas cor-magnitude nas bandas B e V, tempo de exposição de 1200s, com aberturas de 1, 2 e 3 FWHM respectivamente.....	44
Figura 33 PSF ampliada da imagem na banda B tempo de exposição 1200s.....	45
Figura 34 Comparação entre medidas obtidas com fotometria de abertura e por função de espalhamento puntual para a imagem de 1200s.....	46
Figura 35 Comparação entre as estrelas calibradas e estrelas padrão do Stetson nas bandas B e V.....	47
Figura 36 Diagrama cor-magnitude da tabela fotométrica final do aglomerado globular NGC6366.....	48

Figura 37 Imagens SOAR e Hubble sobrepostas, mostrando a comparação entre o tamanho do campo coberto pelo SOAR e o campo coberto pelo HST/ACS.....	49
Figura 38 Diagrama cor-magnitude construído com a tabela fotométrica dos dados publicados por Sarajedini et al (2007).....	50
Figura 39 Diagrama cor-magnitude de NGC 6366, com dados obtidos com o telescópio SOAR, com isócronas de 11 Ganos e $Z=0.0021$ $Z=0.0040$	52
Figura 40 Diagrama cor-magnitude de NGC 6366, com dados obtidos com o Telescópio Espacial Hubble, com isócronas de 11 Ganos e $Z=0.0021$ $Z=0.0040$	53
Figura 41 Diagrama cor-magnitude do aglomerado globular NGC 6366, com dados obtidos com o telescópio SOAR, com isócrona de 11 Ganos e $Z=0.0040$	54
Figura 42 Diagrama cor-magnitude do aglomerado globular NGC 6366, com dados obtidos com o telescópio espacial Hubble, com isócrona de 11 Ganos e $Z=0$	55
Figura 43 Possíveis anãs brancas do aglomerado globular NGC.....	56
Figura 44 Diagrama cor-magnitude da tabela fotométrica de Rosenberg et al. (2000).....	58
Figura 45 Figura gerada com o auxílio do software Aladin ilustrando a posição de quatro estrelas com o valor de R_v determinado por Ducati et al. (2003).....	59
Figura 46 O quadrado vermelho denomina a localização do campo observado no aglomerado globular NGC 6397 de Hansen et al. (2007).....	62
Figura 47 O deslocamento por movimento próprio, entre 1994, 1997 e 2005, das estrelas no campo da ACS <i>versus</i> a banda fotométrica F814W.....	63
Figura 48 Diagramas cor-magnitude do aglomerado globular NGC 6397 com separação estrela-galáxia e com todas com correção por movimento próprio.....	64
Figura 49 Diagrama cor-magnitude do aglomerado globular NGC 6397, com isócrona de (12 ± 1) Ganos e $Z=0.00019$, $Z=0.00015$ e $Z=0.00012$	65
Figura 50 Diagrama cor-magnitude da seqüência de esfriamento das anãs brancas do aglomerado globular NGC 6397.....	66
Figura 51 Histograma da seqüência de esfriamento das anãs brancas de NGC 6397 com os coeficientes de completeza.....	67
Figura 52 Ajuste dos modelos de seqüência de esfriamento de anãs brancas tipo DA de Bergeron (2008).....	68

Capítulo 1

Introdução

Aglomerados globulares são sistemas auto-gravitantes, contendo entre dez mil e cerca de um milhão de estrelas, aproximadamente esféricos, que se localizam desde próximos ao centro Galáctico até as regiões mais longínquas do halo. Os aglomerados globulares têm alta densidade de estrelas e um formato delimitado pela gravidade mútua entre suas estrelas, ou seja, rotação não é importante e são sistemas puramente estelares já que, aparentemente não possuem gás ou poeira significativa; gás e poeira das perdas de massa e explosão de supernovas foram liberados principalmente no primeiro bilhão de anos, enquanto as estrelas de baixíssima massa ainda estavam se formando. Na nossa Galáxia a maioria tem mais do que dez bilhões de anos e suas metalicidades são menores do que a do Sol por fatores de 2 a 200 (Zinn 1985).

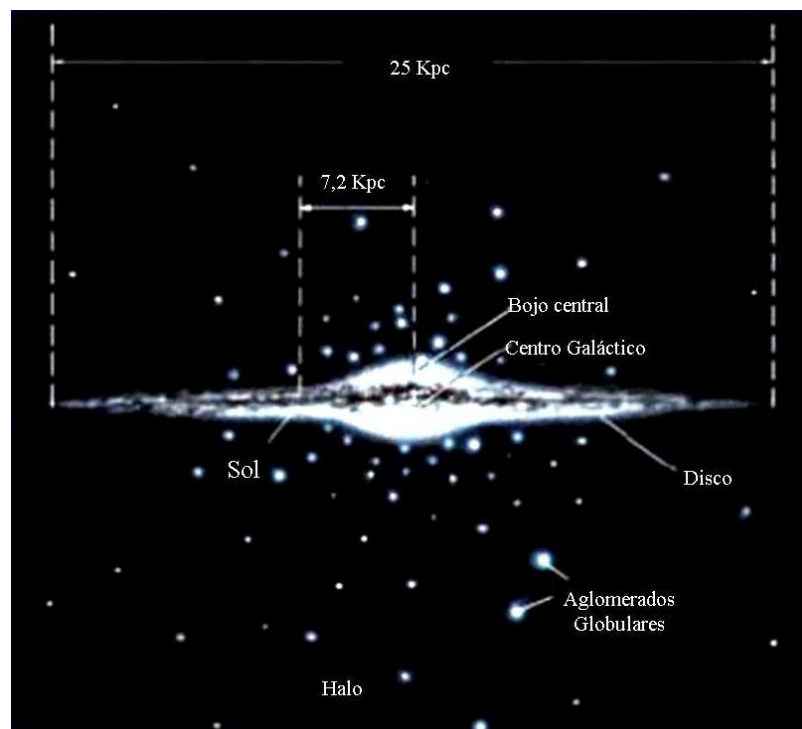


Figura 1: Via Láctea adaptada de http://www.sciencebuddies.org/science-fair-projects/project_ideas/Astro_img057.jpg

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

Muitos dos aglomerados globulares da nossa Galáxia podem ser vistos a olho nu e são conhecidos desde a antiguidade, mas os menos populosos e de menor brilho superficial só foram descobertos com observações mais profundas. O número atual de aglomerados globulares contabiliza ~160 (Bonatto et al. 2007); mas ainda pode haver alguns que não foram descobertos por terem um brilho superficial muito fraco ou por estarem muito próximos ao plano da Via Láctea, o que causa obscurecimento e confusão com as estrelas de campo, prejudicando a identificação.

AGLOMERADO GLOBULAR	DISTÂNCIA
M4	2.20 Kpc (Bica et al. 2006)*
NGC 6397	2.53 Kpc (Hansen et al. 2007)
NGC 6544	2.60 Kpc (Bica et al. 2006)*
NGC 6656	3.20 Kpc (Bica et al. 2006)*
NGC 6366	3.75 Kpc (Sarajedini et al. 2007)

Tabela 1: Distâncias dos cinco aglomerados globulares mais próximos do Sol na literatura recente. * Bica et al. (2006) e referências lá citadas.

1.1 Perspectiva Histórica

Há certa controvérsia a respeito de quem descobriu o primeiro aglomerado globular, mas Edmond Halley, Philippe Loys de Chéseaux e Charles Messier afirmaram, em diferentes épocas, que em 1665 Abraham Ihle, um astrônomo amador, descobriu M22 que foi classificado como uma nebulosa na época. Messier, em 1764, foi o primeiro a identificar estrelas individuais em um aglomerado globular, M4, o mais próximo do Sol. Ele descreveu como um “aglomerado de estrelas muito pequenas (fracas)”. Em 1782, William Herschel iniciou um programa de buscas utilizando telescópios aproximadamente duas vezes maiores do que os de Messier, que tinham até 19 cm de diâmetro. Na época eram conhecidos 33 aglomerados globulares. Herschel os resolveu em estrelas e encontrou mais 37 aglomerados globulares. Herschel também foi o primeiro a usar o termo “Aglomerado Globular” para descrever esses objetos.

Antes do estudo da distribuição dos aglomerados globulares na Galáxia, os modelos estruturais da Via Láctea levavam em consideração somente a distribuição das estrelas. Herschel (1785) tentou determinar o formato da Galáxia contando o número de estrelas até

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

um limite de brilho aparente em diferentes regiões do céu. Ele assumiu que todas as estrelas tinham o mesmo brilho intrínseco, que elas estavam distribuídas uniformemente e propôs que ele podia ver todas as estrelas até o limite da Galáxia. Ele concluiu que a Via Láctea era achatada e que o Sol se localizava muito próximo ao centro da distribuição estelar (figura 2). Mas esse modelo não tinha escala de tamanho devido ao fato de Herschel não ter medidas de luminosidade intrínseca das estrelas que observou.

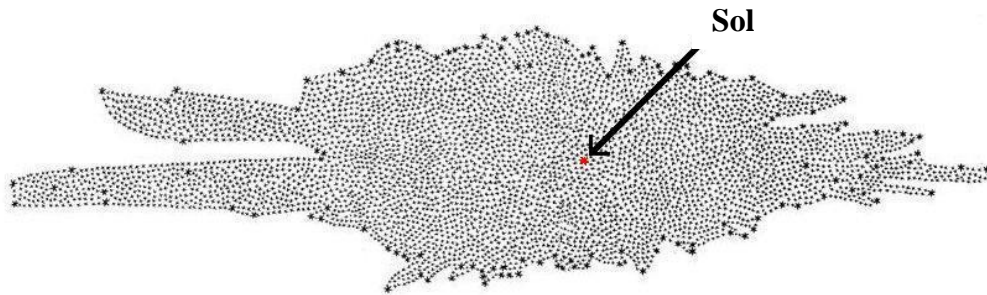


Figura 2: Estrutura do modelo de Herschel adaptada, de http://www.astronomy.ohio-state.edu/~pogge/Ast162/Unit4/Images/Herschel_MW_1785.jpg

Em 1922, Jacobus Kapteyn decidiu estudar as estrelas em aproximadamente 200 áreas distribuídas no céu. Estudando placas fotográficas das diferentes áreas em diferentes anos, ele contou o número de estrelas de diferentes luminosidades e mediu pequenos deslocamentos nas posições das estrelas (movimento próprio). Examinando o movimento próprio de estrelas com paralaxes trigonométricas (distâncias) e magnitudes medidas, Kapteyn encontrou uma relação entre essas três propriedades. Então ele generalizou essa relação para um grande número de estrelas e derivou uma função estatística que expressava distâncias médias. Essa relação foi chamada de Relação de Paralaxe Média.

Com a relação de paralaxe média, Kapteyn pôde estimar a distância média para estrelas de vários níveis de luminosidade e, com isso, pôde fornecer a primeira estimativa de tamanho da Via Láctea. Já com a contagem de número de estrelas, Kapteyn obteve a distribuição tridimensional das estrelas no espaço. No modelo encontrado por Kapteyn (figura 3) a Galáxia tinha um formato de esfera achatada nos pólos e o Sol se localizava a uma distância de 650 pc do centro, muito menor que o valor atual.

Em 1914, Harlow Shapley iniciou a publicação de uma série de artigos sobre aglomerados globulares que produziram uma revolução na compreensão da estrutura galáctica. Em 1918 Shapley argumentou que as estrelas podem estar distribuídas em uma faixa estreita do céu, mas os aglomerados globulares estão distribuídos por todo o céu e essa

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

distribuição não é uniforme. Ele afirmou que na realidade a distribuição de estrelas mostra uma concentração na direção da grande nuvem de estrelas em Sagitário, que define a região mais luminosa da Galáxia, e que, sendo os aglomerados globulares os maiores agrupamentos da Galáxia, se esperaria que esses elementos estivessem homogêneamente distribuídos ao redor do centro do sistema. O fato da distribuição dos aglomerados globulares vista do referencial do Sol não ser homogênea implica que o centro da Galáxia está consideravelmente distante do Sol; Shapley estimou que a distância do Sol ao centro da Galáxia era de 15 kpc (figura 4).

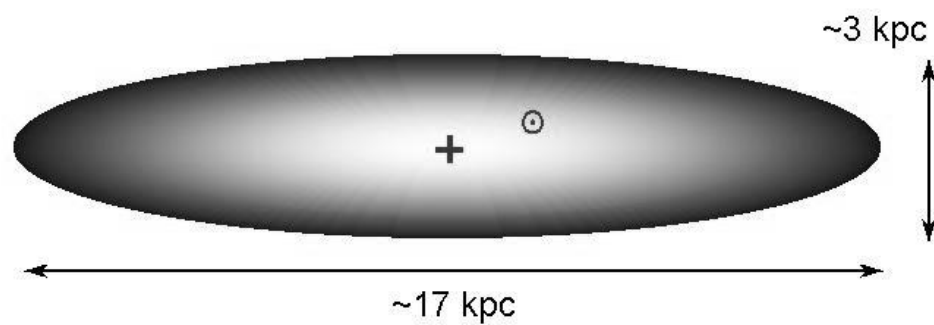


Figura 3: Estrutura do modelo de Kapteyn adaptada de <http://www.astronomy.ohio-state.edu/~pogge/Ast162/Unit4/Images/kapteyn.gif>.

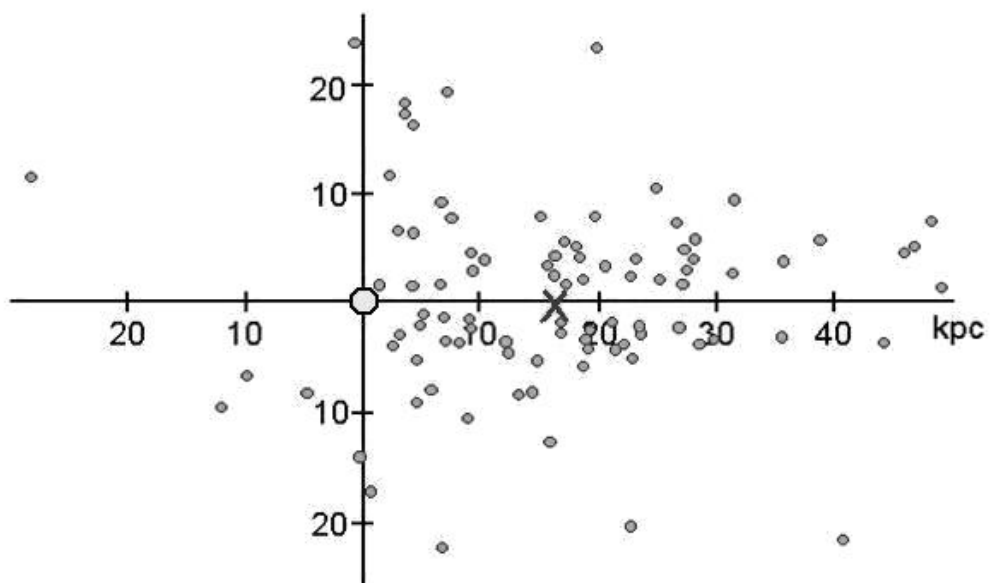


Figura 4: Estrutura do modelo de Shapley adaptada de <http://www.astronomy.ohio-state.edu/~pogge/Ast162/Unit4/Images/ShapleyGCs.gif>

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

Mas o valor de distância do Sol até o centro da Galáxia encontrado por Shapley estava superestimado devido ao fato de ele não levar em consideração o avermelhamento interestelar, efeito que teve a existência comprovada somente em 1930 com o trabalho de Robert J. Trumpler.

Trumpler (1930) comparou duas técnicas de determinação de distâncias de aglomerados abertos: fotometria e diâmetro angular. A determinação de distâncias por fotometria fotográfica é baseada nas magnitudes e tipos espectrais de seus membros; já a determinação por diâmetro angular assume que aglomerados abertos de mesma subclasse têm o mesmo diâmetro, ou seja, os aglomerados abertos de constituição similar deveriam ter, em média, as mesmas dimensões. Portanto, é possível determinar a distância comparando com aglomerados abertos de mesma subclasse.

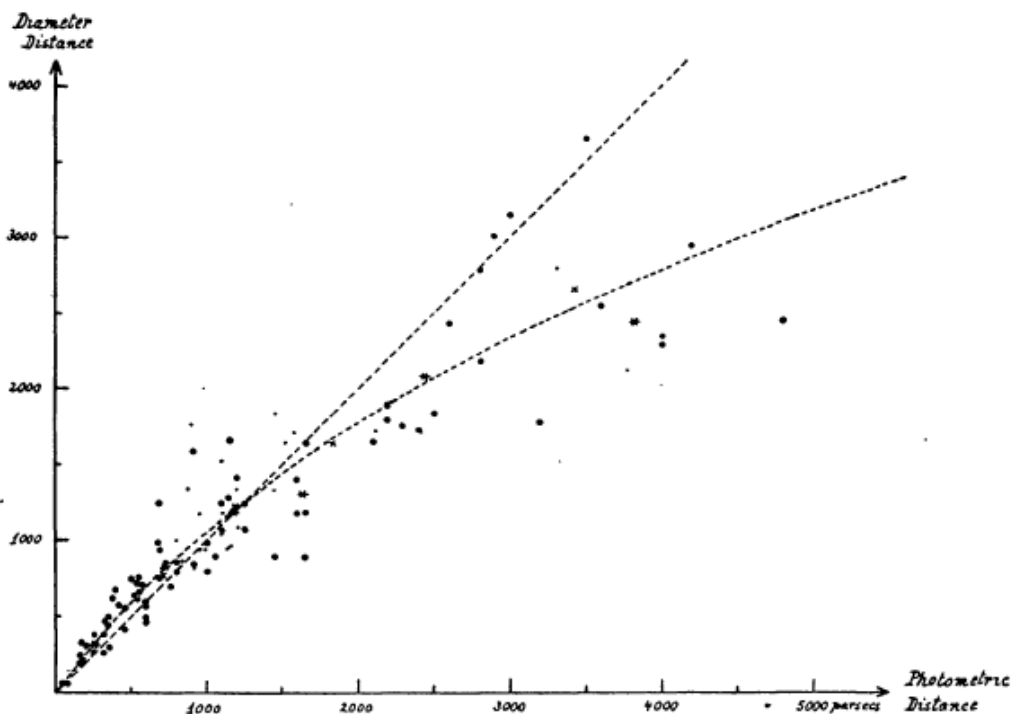


Figura 5: Comparação de determinações de distância de 100 aglomerados abertos (Trumpler 1930) pelo método fotométrico e pelo método de diâmetro.

Com a comparação dessas duas técnicas, Trumpler (1930) argumentou que se não houvesse absorção de luz presente, as duas determinações deveriam estar em perfeito acordo e que os aglomerados abertos deveriam estar distribuídos ao longo da linha reta que divide a figura 5, mas que a curva pontilhada é que dá a relação entre as duas determinações de distância, encontrando que o valor geral da absorção é de 0.7 magnitudes fotográficas para cada 1000 parsecs.

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

Com um estudo baseado em simetrias e distribuição espacial de 116 aglomerados globulares, Bica et al. (2006) encontraram um valor da distância galactocêntrica de (7.2 ± 0.3) kpc. Entretanto o valor de distância até o centro da Galáxia ainda é incerto, pois a estimativa mais recente obtida através do estudo do período da órbita da estrela SO-2 em torno do buraco negro central por Ghez et al. (2008) indica uma distância ao centro de (8.4 ± 0.4) kpc.

Shapley, junto com Helen Sawyer, definiu 12 classes de concentração dos aglomerados globulares (Shapley & Sawyer 1927). Os mais concentrados foram identificados como de classe I, e os de menor concentração foram identificados como de classe XII. Essa é a Classe de Concentração de Shapley-Sawyer. Hoje em dia essa medida da estrutura dos aglomerados globulares foi substituída por análises mais detalhadas da distribuição radial das estrelas nesses sistemas, tais como perfil radial, função de distribuição de massa e função de luminosidade.

Zinn (1985) propôs que os aglomerados globulares galácticos formam duas populações distintas. Os aglomerados globulares pobres em metais $\{[Fe/H] < -0.8$, sendo $[Fe/H] = [\log(N_{Fe}/N_H)] - [\log(N_{Fe}/N_H)_{Sol}]$ têm distribuição espacial aproximadamente esférica, em torno do centro da Galáxia, e quase nenhuma velocidade rotacional; já os aglomerados globulares ricos em metais ($[Fe/H] > -0.8$) têm uma distribuição espacial achatada, característica que ele classificou como constituintes do disco, e de maior velocidade rotacional. Mais recentemente Barbuy et al. (1999) classificaram os aglomerados globulares ricos em metais como pertencentes à população do bojo.

1.2 Fotometria de Aglomerados Globulares

Medindo o fluxo das estrelas que compõem um aglomerado globular pode-se estudar várias características do mesmo, tais como: morfologia do diagrama cor-magnitude, idade, avermelhamento, distância, função de luminosidade, parâmetros estruturais, estado dinâmico, massa armazenada nas estrelas e metalicidade. Lembramos que, em astronomia, Z se refere à soma de todos os elementos químicos acima de $H(X)$ e $He(Y)$ e que $X+Y+Z=1$.

O valor médio da distribuição do raio que contém a metade da luminosidade dos aglomerados globulares é de aproximadamente 3.5 pc (Bonatto et al. 2007). Levando em consideração que o aglomerado globular mais próximo de nós, M4 (Bica et al. 2006), está a

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

cerca de 2.2 kpc, nota-se que podemos considerar que todas as estrelas de um aglomerado globular estão basicamente à mesma distância. Assim podemos medir a distância de um aglomerado globular através do ajuste de isócronas (modelo para estrelas de mesma idade e massas seguindo uma função de massa, por exemplo, Salpeter ou Chabrier) a um diagrama cor-magnitude, se todas as estrelas se formaram da mesma nuvem que colapsa e, portanto, têm a mesma idade, salvo por pequenas diferenças do tempo de formação com a massa. Uma estrela de $1 M_{\text{Sol}}$ tem um tempo de vida na seqüência principal de aproximadamente 10 Ganos, já uma estrela de $0.5 M_{\text{Sol}}$ o tempo é de aproximadamente 40 Ganos. Além disso, uma estrela com $0.2 M_{\text{Sol}}$ leva cerca de 1Gano para se formar, já uma estrela de $1 M_{\text{Sol}}$ leva cerca de 10 milhões de anos e uma estrela de $30 M_{\text{Sol}}$ leva 10 mil anos.

O método básico de se realizar a fotometria das estrelas, em uma imagem CCD, é pela fotometria de abertura. Esse método se define por medir o número de fótons incidentes dentro de uma abertura circular e descontar a contribuição do céu, subtraindo uma média obtida de um anel em torno do objeto (figura 6).

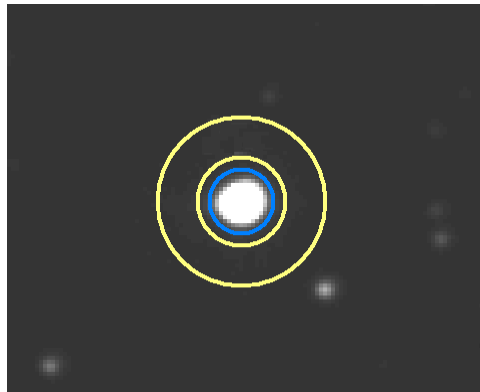


Figura 6: Exemplo de fotometria de abertura. O círculo azul marca a área onde serão medidos os fótons da estrela+céu, e o anel delimitado pelos círculos em amarelo demarcam a área onde será medido o valor do céu.

Esse método tem algumas dificuldades. Em geral os aglomerados globulares são muito compactos de tal maneira que na região central as estrelas estão tão próximas que não é possível resolvê-las em estrelas individuais, pois suas imagens (discos de “seeing”, ou aproximadamente discos de difração se observados com o HST, já que a componente instrumental é pequena) se sobrepõem. Já nas regiões externas do aglomerado, dependendo do tamanho da abertura, podemos ter o caso de estrelas mais fracas próximas a estrelas mais brilhantes não serem detectadas, ou não distinguir se a luz que detectamos vem de uma só estrela ou duas, principalmente se a imagem for ruidosa. Esse problema é geralmente chamado de “confusão de fonte” (figura 7).

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

Um dos métodos para resolver o problema de confusão de fonte é medir somente as regiões mais externas dos aglomerados globulares, mas isso traria outros problemas tais como maior razão de estrelas de campo em relação às estrelas do aglomerado e o fato de que as partes mais externas dos aglomerados globulares não necessariamente descrevem o comportamento total dos mesmos, devido à segregação de massa ou colapso de núcleo.

No processo de segregação de massa, as estrelas mais massivas, quando interagem com menos massivas, sofrem o efeito da equipartição de energia e perdem energia para as estrelas menos massivas. Isso faz com que as estrelas mais massivas se concentrem no centro do aglomerado e as menos massivas se afastem do centro, gerando o colapso do núcleo.

A melhor maneira de se minimizar o efeito de confusão de fonte é utilizar um ajuste ao perfil de uma fonte puntual, por exemplo, com a tarefa DAOPHOT (Stetson, 1987) no software IRAF (Image Reduction and Analysis Facility, do National Optical Astronomy Observatories, <http://iraf.noao.edu>). Essa tarefa constrói a “função de espalhamento puntual” (PSF – Point Spread Function) das estrelas na imagem e então localiza e mede o brilho de todas as estrelas que se encaixam no perfil da PSF. Um programa similar é o *sextractor* (Bertin & Arnout 1996; <http://astromatic.iap.fr/software/sextractor/>).



Figura 7: Aglomerado globular NGC 6397; (a) inteiro, imagem composta LRGB 30:15:15:60 minutos, exemplificando o campo muito populoso e (b) em uma ampliação de uma região menor com confusão de fonte. Essa imagem é composta F606W-F814W, obtida com o HST. Os círculos vermelhos indicam posição de estrelas próximas à estrela mais brilhante.

No DAOPHOT construção da PSF segue passos bem definidos. Primeiramente precisamos encontrar as estrelas com o auxílio da tarefa *daofind*, que procura o máximo acima de um dado nível de plano de fundo e então calcula as características de formato e as

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

coordenadas x e y do centro de cada estrela. Uma vez obtidas as coordenadas, utiliza-se a tarefa *phot* para calcular, através da fotometria de abertura, os valores das magnitudes e do céu para valores de abertura dados. Esses valores são salvos em um arquivo de saída, o *photfile*.

Para calcular a PSF é necessário que escolhamos, na tarefa *psf*, uma amostra de estrelas do *photfile*. Essas estrelas devem ter certas características tais como não ter vizinhas muito próximas, alto ruído ou defeitos no detector próximo a elas. Com essa lista de estrelas, a tarefa *psf* calcula e constrói a PSF.

De posse da PSF, a tarefa *peak* calcula o valor das magnitudes e do céu para todas as estrelas do *photfile* ajustando o modelo de PSF individualmente para cada estrela na imagem, obtendo a magnitude aparente instrumental de cada estrela. Uma comparação entre a fotometria por abertura e a fotometria por ajuste de PSF será apresentada no capítulo 3.

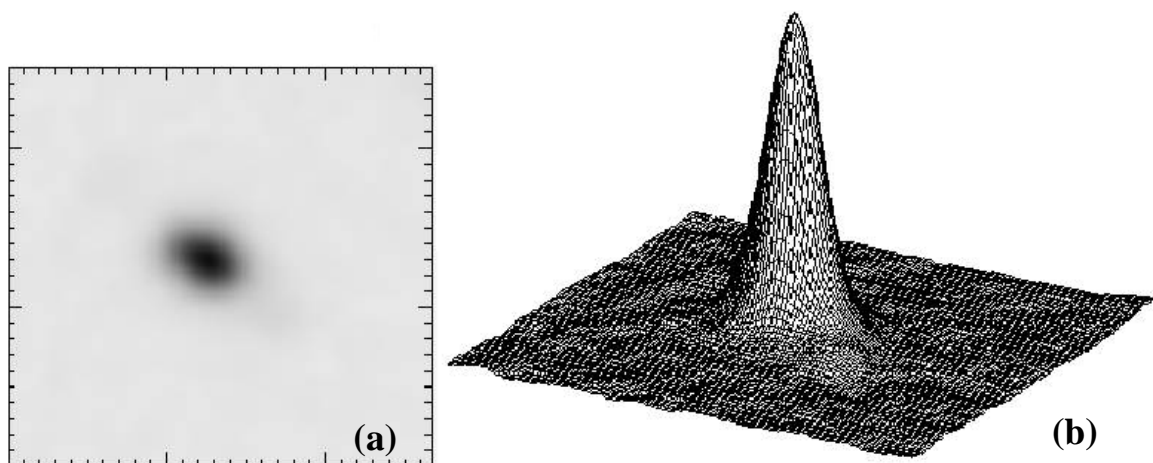


Figura 8: Formato típico de uma função de espalhamento puntual; (a) bidimensional e (b) tridimensional.

1.3 Sistema Fotométrico Padrão

As magnitudes obtidas com a tarefa *psf* são magnitudes aparentes instrumentais, pois não estão calibradas a com um sistema fotométrico padrão.

Os sistemas fotométricos padrões foram desenvolvidos para fornecer uma calibração empírica da medida de magnitudes e cores de estrelas. Esses sistemas são compostos por listas de estrelas para as quais as magnitudes e cores são medidas em determinadas bandas de comprimentos de onda, definidas pelos filtros e transmissão instrumental do sistema. O

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

objetivo é que a cor seja proporcional à temperatura efetiva e a magnitude seja uma medida do fluxo aparente as estrela:

$$m_{\text{FILTRO}} = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \phi(\lambda) * F(\lambda) d\lambda + \text{const} \quad (1.1)$$

Onde $\Phi(\lambda)$ é a sensibilidade instrumental e $F(\lambda)$ é o fluxo da estrela e:

$$F(\lambda) = \frac{4\pi R^2 F(R)}{4\pi d^2} \quad (1.2)$$

Onde R é o raio da estrela e d é a distância até ela e $F(R)$ a energia por unidade de área naquele comprimento de onda na superfície da estrela ().

Os sistemas fotométricos utilizados neste trabalho são o Johnson-Cousins (UBVRI) e o sistema do Hubble Space Telescope (HST/ACS). Tais sistemas consistem em um certo número de filtros que restringem a detecção da radiação da estrela a uma certa banda de comprimentos de onda, cujas curvas de sensibilidade estão exemplificadas na figura 9.

Comparando as magnitudes aparentes padrões com as magnitudes aparentes instrumentais, são obtidas equações de calibração. Aplicando essas equações nas magnitudes aparentes instrumentais, são obtidas as magnitudes aparentes das estrelas no sistema padrão.

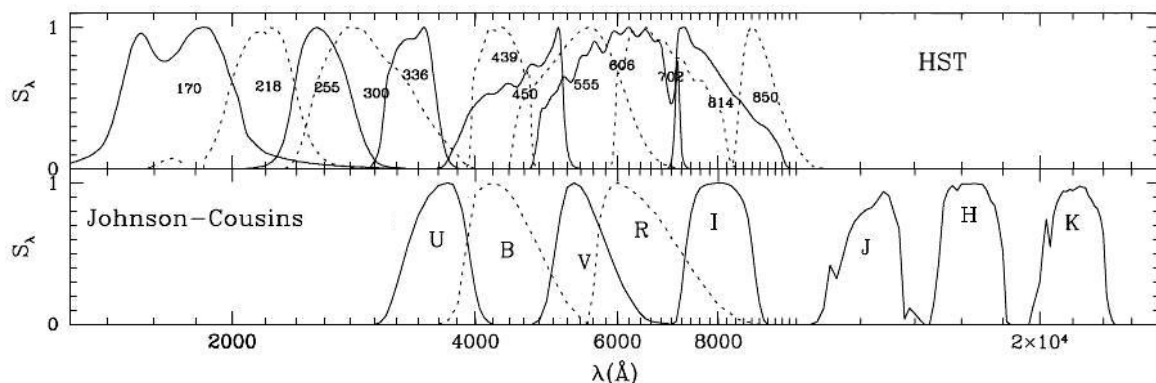


Figura 9: Curvas de transmissão relativas para os sistemas HST/ACS e Johnson-Cousins.

1.4 Diagrama Cor-Magnitude

Tendo calculado as magnitudes aparentes das estrelas do aglomerado globular em mais de uma banda fotométrica, traçamos o diagrama cor-magnitude das estrelas que, para os aglomerados globulares, têm uma estrutura bem característica, mostrando pelo menos a seqüência principal e o ramo das gigantes.

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

Analisando o diagrama cor-magnitude de um aglomerado globular pode-se notar que ele está dividido em diferentes partes. Essas partes distintas caracterizam diferentes fases evolutivas das estrelas. A maioria das estrelas se encontra ao longo da seqüência principal (SP) que é a faixa estreita que segue desde o canto inferior direito até o ponto de saída, chamado “turnoff”, da seqüência principal (MSTO – Main Sequence Turnoff), como pode ser visto na figura 10.

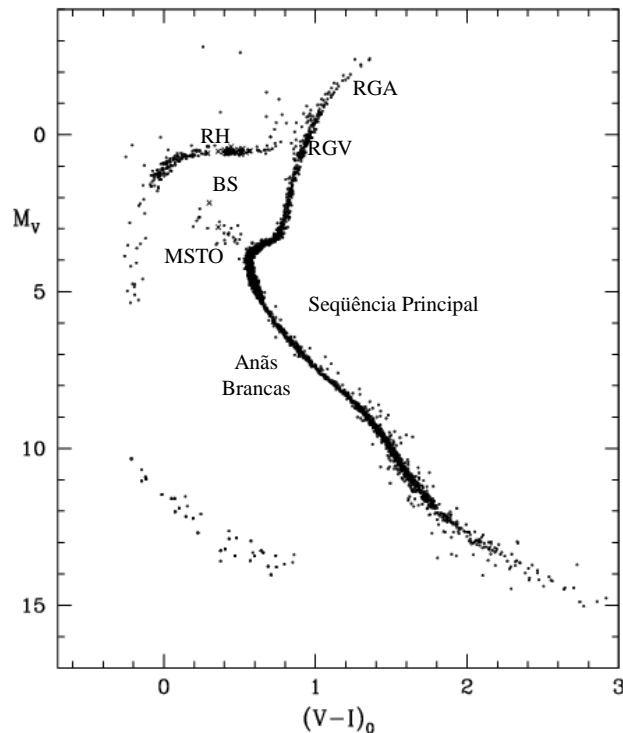


Figura 10: Diagrama cor-magnitude de um AG “velho” publicado no Simpósio do 10º aniversário do HST (<http://www.physics.mcmaster.ca/~harris/Images/cmd.gif>), formado por uma combinação de dados reais de M3, M55, M68, NGC 6397, NGC 6419 com as fases evolutivas marcadas.

A seqüência principal é o período mais longo da vida das estrelas antes da fase colapsada, e ocorre enquanto elas transformam H em He no núcleo. A característica básica que determina a posição de uma estrela na SP é a sua massa, ou seja, estrelas mais massivas são mais quentes e luminosas. Isso está refletido na relação massa-luminosidade:

$$M > 3M_{\text{Sol}} \rightarrow L \propto M^3$$

$$3M_{\text{Sol}} < M < 0.5M_{\text{Sol}} \rightarrow L \propto M^4$$

$$M < 0.5M_{\text{Sol}} \rightarrow L \propto M^{2.5}$$

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

No diagrama HR as estrelas que estão abaixo do ponto de saída da seqüência principal ainda não consumiram todo o H nuclear. Como as estrelas de um aglomerado globular se formaram pelo colapso de uma mesma nuvem, assumimos que todas as estrelas de um aglomerado globular têm a mesma idade, embora o tempo de formação dependa da massa da estrela.

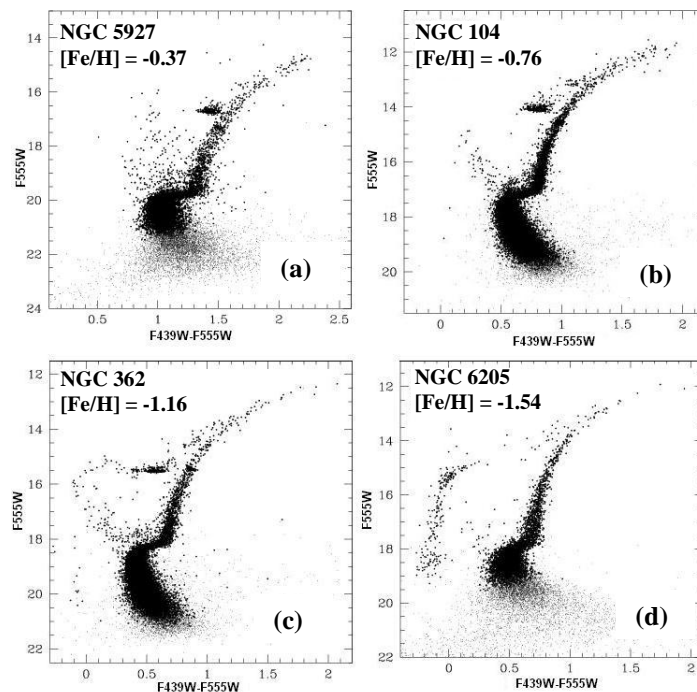


Figura 11: Diagramas cor-magnitude publicados por Piotto et al. (2002). Em (a) e (b) é possível notar o *red clump* em AG's mais metálicos (NGC 5927 e NGC 104); já em (c) e (d) nota-se o ramo horizontal nos AG's menos metálicos (NGC 362 e NGC 6205).

No diagrama cor-magnitude, logo acima da SP, à direita, localizam-se as estrelas frias e luminosas, as gigantes (RGV – Ramo das Gigantes Vermelhas) e, mais acima estão localizadas estrelas ainda mais luminosas, as pertencentes ao ramo assintótico das gigantes (AGB). Já no canto inferior esquerdo encontram-se estrelas quentes, mas pouco luminosas, as anãs brancas que, apesar do nome, cobrem temperaturas e cores que vão desde as mais quentes (azuis) até as mais frias (vermelhas), mas com raio próximo ao raio da Terra ($1/100 R_{\text{Sol}}$).

Logo à esquerda e acima do fim da seqüência principal, é possível notar que há algumas estrelas mais massivas e azuis do que as estrelas que ainda estão na SP; a elas é dado o nome de “*blue stragglers*” – deslocadas para o azul (BS). Uma hipótese que explica a existência das *blue stragglers* é de que elas são ou foram estrelas binárias que se fundiram,

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

seja pela transferência de massa de uma para a outra ou pela colisão das duas quando esse sistema binário perdeu energia através de um encontro com uma terceira estrela ou numa fase de envelope comum. A estrela resultante teria mais H no núcleo e ela se comportaria como uma estrela mais jovem (mais azul).

Outro estágio da evolução estelar que se pode ver na figura 11 (c) e (d) é chamado ramo horizontal. Nessa fase evolutiva as estrelas estão fazendo a fusão de He no núcleo, além da fusão de H em uma camada ainda mais externa. Uma característica do ramo horizontal é que, conforme a metalicidade dos aglomerados aumenta, a extensão azul dele diminui e se transforma no chamado de *red clump* [figura 11 (a) e (b)].

1.5 Ajuste com Isócronas

Para que seja possível obter alguns parâmetros físicos de um aglomerado globular, tais como: idade, metalicidade, avermelhamento e massa armazenada nas estrelas, deve-se comparar o seu diagrama cor-magnitude com modelos de população estelar e, para isso, obtivemos isócronas com diferentes idades e metalicidades dos modelos evolutivos calculados por Leo Girardi e colaboradores, em Padova.

Mas existem alguns problemas na construção das isócronas, como, por exemplo, as estrelas no estágio de gigantes vermelhas, que têm envelopes convectivos profundos, causando uma grande incerteza na estrutura, já que não há uma descrição precisa de convecção e a camada de convecção no ramo das gigantes é muito extensa; outro problema é que a maioria das estrelas perde massa (mais ainda as massivas) em forma de um vento estelar e essa perda aumenta várias ordens de magnitude para estrelas que saíram da seqüência principal. Mas prever a taxa de perda de massa teoricamente é muito difícil, e o que os modelos evolucionários usam são valores de taxa de perda de massa consistentes com as observações de estrelas que estão em um estágio similar, mas que na verdade depende fortemente de metalicidade, e essa dependência é de difícil mensuração.

Outro problema dos modelos se encontra nas incertezas associadas às tabelas de opacidade, principalmente quando se trata de opacidades moleculares. Esse efeito é importante não somente nas estrelas gigantes mais frias, mas também nas estrelas da baixa SP.

Além dos problemas nos modelos de isócronas, para determinar a distância até os aglomerados globulares, há também o problema da falta de precisão na determinação do

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

avermelhamento interestelar, pois esse valor varia consideravelmente na Galáxia, já que a distribuição de poeira e gás na Galáxia não é nem isotrópica nem homogênea, estando distribuída em nuvens de diversos tamanhos.

1.5.1 Modelos de Isócronas

As isócronas utilizadas nesse trabalho foram produzidas por Leo Girardi e Paola Marigo, de Padova (<http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>; Girardi et al. 2000, Marigo et al. 2008). Esses modelos incluem um tratamento detalhado da fase de pulsos térmicos no topo do ramo das gigantes assintóticas (TP-AGB). Além de forte perda de massa dependente da luminosidade e da metalicidade, a terceira dragagem, o *hot bottom burning* e a formação de moléculas são processos que ocorrem nessa fase e são levados em consideração nos modelos de Girardi e Marigo et al. Usamos a função de massa de Chabrier (2001).

Na fase do ramo assintótico das gigantes, as estrelas de massa baixa e intermediária estão queimando H e He em camadas, acima de um núcleo parcialmente degenerado de carbono e oxigênio. Nas gigantes assintóticas mais massivas, a queima de He faz com que a base da camada de H se expanda e esfrie, cessando a queima de H. Quando a camada de queima de He se aproxima da camada de H a queima cessa, ocorre uma contração e a camada de H recomeça a queima de H até que o valor de He atinja um valor crítico e inicie a queima na camada novamente, expandindo o envelope da estrela e novamente interrompendo a queima de H. Esse ciclo é repetido várias vezes e é chamado de fase de pulsos térmicos.

Na fase do topo do ramo das gigantes assintóticas ocorre a terceira dragagem. Esse processo leva produtos primários, principalmente o carbono e oxigênio, da nucleossíntese para a superfície, gerando as estrelas carbonadas e oxigenadas.

Outro efeito importante nessa fase é o *hot bottom burning*. Esse processo ocorre para estrelas com massa maior do que $4.5M_{\text{Sol}}$. Para essas estrelas, o envelope convectivo penetra na base da camada de H e pode iniciar a queima do mesmo devido ao fato de que a temperatura na camada de convecção pode chegar a 10^8K .

As opacidades radiativas usadas nos modelos de Padova são do grupo OPAL (Rogers & Iglesias 1992; Iglesias & Rogers 1993) para temperaturas maiores do que $\log(T/\text{K}) = 4.1$, e de Alexander & Ferguson (1994) para temperaturas menores do que $\log(T/\text{K}) = 4.0$. Para

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

temperaturas intermediárias a esse intervalo foi utilizada uma interpolação. As opacidades condutivas da matéria de elétrons degenerados são de Hubbard e Lampe (1969).

As tabelas de reações nucleares incluem todas as reações importantes dos ciclos pp e CNO. As taxas de reação são da compilação de Caughlan & Fowler (1988). Para as reações $^{17}\text{O}(p,\alpha)^{14}\text{N}$ e $^{17}\text{O}(p,\gamma)^{18}\text{F}$ foram utilizadas determinações mais recentes de Landré et al. (1990). A taxa de reação $^{12}\text{C}(\alpha,\gamma)^{16}\text{O}$ não pode ser medida em laboratório e como ocorre perto de ressonâncias, a extrapolação é problemática, o que leva a uma incerteza de pelo menos 50% (por exemplo, Assunção et al. 2006.). Então a taxa de reação $^{12}\text{C}(\alpha,\gamma)^{16}\text{O}$ foi assumida como 1.7 vezes a taxa de Caughlan & Fowler (1988), seguindo Weaver & Woosley (1993), que analisaram a evolução de uma grade de modelos de estrelas massivas com massas entre 12 e 40 M_{Sol} em todos os estágios de reação nuclear até o colapso do núcleo de ferro. Eles variaram a taxa de reação $^{12}\text{C}(\alpha,\gamma)^{16}\text{O}$ no intervalo de 0.5 a 3.0 vezes a taxa de Caughlan & Fowler. Com isso eles encontraram que a taxa de reação $^{12}\text{C}(\alpha,\gamma)^{16}\text{O}$ tomada como 1.7 ± 0.5 vezes a de Caughlan & Fowler está de acordo com as abundâncias solares de virtualmente todos os isótopos de massa intermediária ($16 \leq A \leq 32$).

Para estimar a extensão da camada de convecção, Girardi e Marigo levaram em consideração o overshooting nas bordas do núcleo e de zonas de envelopes convectivos, que leva em conta a velocidade dos elementos convectivos na borda da zona de convecção. O valor da extensão do overshooting (Λ_C em unidades de altura de escala de pressão) além da borda da zona convectiva, foi determinado de acordo com a massa da estrela. Para estrelas com $M \leq 1.0M_{\text{Sol}}$, $\Lambda_C = 0$; para $M \geq 1.5 M_{\text{Sol}}$, $\Lambda_C = 0.5$ e para valores entre $1.0 M_{\text{Sol}} < M < 1.5M_{\text{Sol}}$ foi adotado um aumento gradual com a massa ($\Lambda_C = M/M_{\text{Sol}} - 1.0$), isso por que esse intervalo de massas não tem uma boa calibração da eficiência de overshooting devido à falta de dados.

Já para os valores do overshooting nos envelopes convectivos (Λ_E), Girardi e Marigo fizeram uma calibração com o modelo solar e encontraram a condição de que o valor do overshooting em um envelope convectivo não ultrapassa $\Lambda_E = 0.25$. Esse valor foi adotado para estrelas com $0.6 \leq (M/ M_{\text{Sol}}) < 2.0$. Para $M < 0.6M_{\text{Sol}}$ foi adotado $\Lambda_E = 0$. Para massas entre 2.0 e 2.5 M_{Sol} o valor adotado foi um crescimento gradual entre 0.25 e 0.7. Já para $M > 2.5 M_{\text{Sol}}$ o valor de Λ_E foi assumido como 0.7, pois valores muito pequenos de Λ_E causam a extinção da existência de Cefeidas em modelos de massa intermediária.

O formato da relação massa inicial-final e a sua variação com a metalicidade

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

depende de muitos parâmetros, tornando difícil sua previsão. Ela é altamente afetada pela competição entre o crescimento do núcleo através da queima na camada externa, e a redução no tamanho do núcleo devido à terceira dragagem.

Para baixas metalicidades o que se esperaria é que a relação massa inicial-final fosse reta, já que a terceira dragagem é mais eficiente em estrelas mais massivas e menos metálicas. Mas a relação massa inicial-final carrega também a informação do primeiro pulso térmico, que é maior para menores metalicidades e, também, o *hot bottom burning* é mais eficiente em menores metalicidades, causando uma diminuição no tempo de vida no ramo das gigantes, com isso diminuindo o tempo com o qual a massa do núcleo mudaria ao longo do ramo das gigantes vermelhas.

A relação massa inicial-final desses modelos de Girardi e colaboradores tem dependência significativa com a metalicidade. Dado certo valor de massa inicial, a massa final pode variar em torno de $0.1M_{\text{Sol}}$ dependendo da metalicidade (figura 12). Também é possível notar que, em geral, a massa final cresce com a massa inicial para $Z = 0.03$ no intervalo entre 2.2 e $3M_{\text{Sol}}$.

Na figura 12, além dos modelos de Girardi e colaboradores, estão presentes dados experimentais de anãs brancas em aglomerados abertos e sistemas binários [Hyades (Claver et al. 2001), M 37 (Kalirai et al. 2005), Praesepe (Clayer et al. 2001), M 35 (Williams et al. 2004), Sirius B (Liebert et al. 2005a), Plêiades (Dobbie et al. 2006) e NGC 2516 (Ferrario et al. 2005)]. Para $M_i > 2.5M_{\text{Sol}}$ os modelos se ajustam bem aos dados, M 37 (Kalirai et al. 2005). Mas a metalicidade de M 37 ainda não foi bem determinada, por isso suas determinações de massa ainda são imprecisas.

Para que se possa comparar teoria e dados, os parâmetros de saída (luminosidade superficial e temperatura efetiva) dos modelos de Padova foram convertidos em quantidades observáveis (magnitude e cor). Isso foi feito derivando quantidades fotométricas baseadas em espectros estelares, na maioria teóricos (Girardi et al. 2002). Esses espectros são da coleção de modelos de atmosferas sintéticas ATLAS9 (Kurucz 1993), particularmente os modelos ATLAS9 sem overshooting demonstraram um melhor ajuste com os espectros empíricos (Castelli et al. 1997) e, portanto, foram adotados.

Essa técnica consiste na derivação de correções bolométricas (correção para a magnitude considerando a emissão de energia em todos os comprimentos de onda) e de relações cor-temperatura dos espectros disponíveis. Para todos os espectros disponíveis com

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

temperatura efetiva, gravidade superficial e metalicidade $\{T_{\text{ef}}, g, [M/H]\}$ conhecidas, a magnitude absoluta é determinada. Então as magnitudes absolutas para qualquer valor intermediário de $\{T_{\text{ef}}, g, [M/H]\}$ podem ser derivadas por interpolação.

Os modelos de Girardi e colaboradores têm isócronas teóricas derivadas por essa técnica para vários sistemas fotométricos, dentre eles o Johnson-Cousins e HST/ACS, que foram utilizados nesse trabalho.

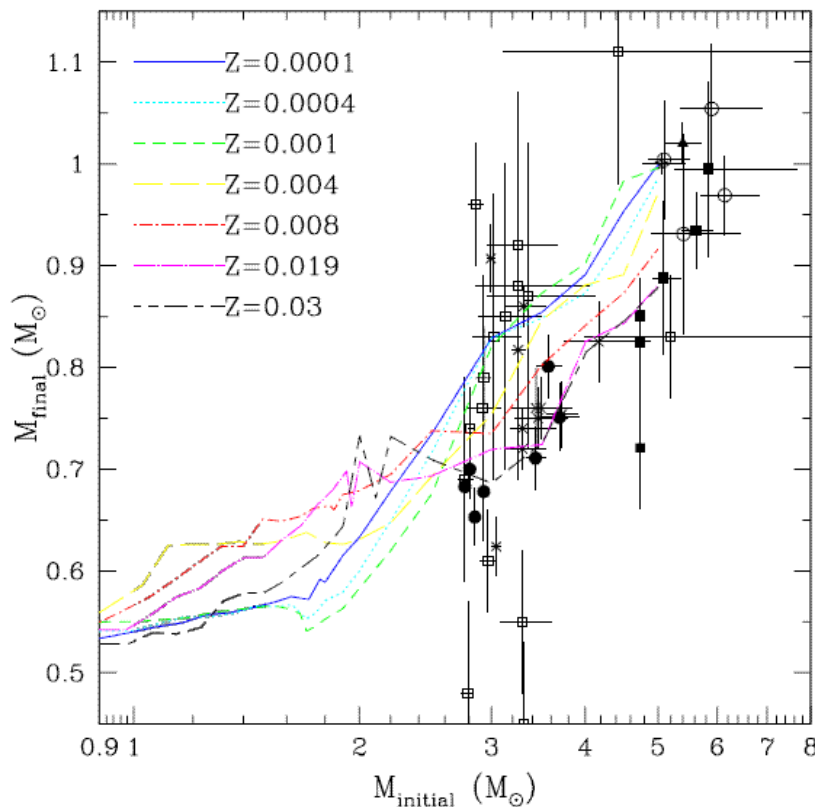


Figura 12: Relação massa inicial-final dos modelos de Padova (linhas), publicada em Marigo & Girardi (2007), para sete metalicidades diferentes juntamente com dados de empíricos. Hyades (círculos cheios, Claver et al. 2001), M 37 (quadrados vazios, Kalirai et al. 2005), Praesepe (cruzes, Clayer et al 2001 e Dobbie et al. 2006), M 35 (quadrados cheios, Williams et al. 2004), Sirius B (estrela, Liebert et al. 2005a), Plêiades (triângulos cheios, Dobbie et al. 2006) e NGC 2516 (círculos vazios, Ferrario et al. 2005).

Para nosso trabalho os modelos Padova de Girardi e Marigo também incluíram a seqüência de esfriamento das anãs brancas com modelos evolucionários de anãs brancas de Leandro Gabriel Althaus e Omar Benvenuto (1997 e 1998) e os espectros de anãs brancas de Detlev Koester (2008).

Estes modelos de Padova consideram a abundância de elementos enriquecidos por

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

reações de captura de partículas α (C, O, Ne, Mg, Si, Ti, etc) nula em relação à escala solar ($[\alpha/\text{Fe}]=0$). Existem muitas indicativas de que estrelas em AG's têm $[\alpha/\text{Fe}] \neq 0$ (Carney, 1996).

Para os modelos de Padova, Salasnich et al. (2000) calcularam quatro grades para quatro diferentes valores de composição inicial $[Y=0.250, Z=0.008]$, $[Y=0.273, Z=0.019]$, $[Y=0.320, Z=0.040]$ e $[Y=0.390, Z=0.070]$. Esses valores foram escolhidos de tal maneira a assegurar a consistência com os modelos de Girardi et al. (2000). Para cada valor de composição inicial foram calculados modelos na escala solar e com enriquecimento por partículas α .

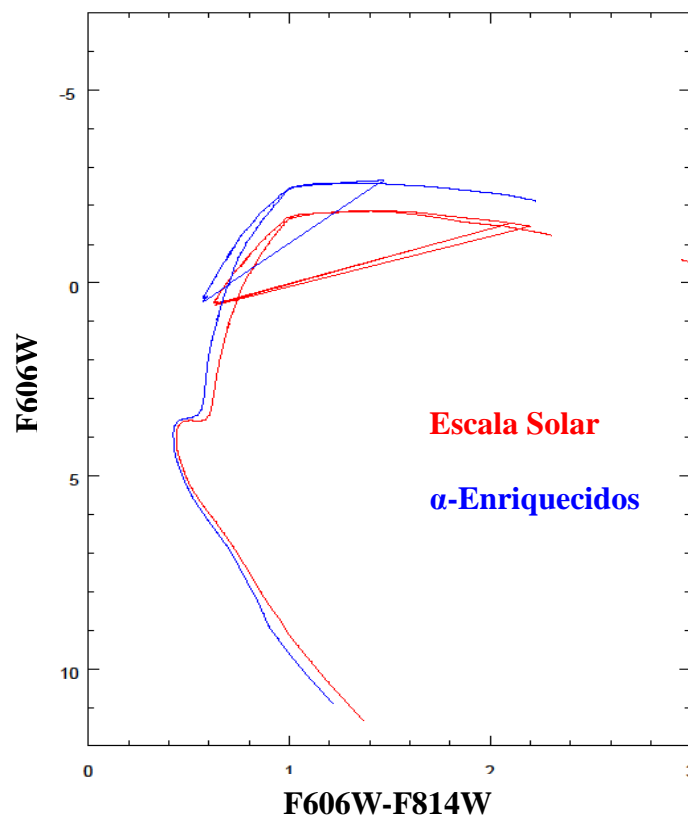


Figura 13: Comparação entre isócronas de mesma composição química ($Z=0.008$ e $Y=0.273$), mas enriquecimentos diferentes.

O principal resultado obtido foi que os modelos com $[\alpha/\text{Fe}] \neq 0$ têm temperaturas efetivas mais altas em consideração aos modelos de escala solar de mesmo Z (figura 13). Esse deslocamento na temperatura ocorre por que os elementos enriquecidos por partículas α têm menores opacidades.

As taxas de abundância de metais na escala solar foram obtidas de Grevesse & Noels

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

(1993). As abundâncias de Grevesse, Asplund & Sauval (2005) não são compatíveis com as observações heliosismológicas. No caso do enriquecimento α foi adotada uma mistura em que somente os elementos resultantes de reações de captura de partículas α (O, Ne, Mg, Si, S, Ca, Ti, Ni) são enriquecidos em relação às abundâncias de escala solar.

1.5.2 Avermelhamento interestelar

Uma vez ajustadas as isócronas a um diagrama cor-magnitude, uma das informações que é obtida é o módulo de distância aparente. Para encontrar o módulo de distância absoluto, o efeito de avermelhamento interestelar deve ser corrigido.

Corrige-se esse efeito para a banda fotométrica V, por exemplo, subtraindo-se o avermelhamento interestelar:

$$(V-M_V)_o = (V-M_V) - A_V \quad (1.1)$$

onde $(V-M_V)$ é o módulo de distância aparente e $(V-M_V)_o$ é o módulo de distância absoluto.

$$A_V = R_V * E(B-V) \quad (1.2)$$

onde A_V é o avermelhamento interestelar na banda V e R_V é a razão da extinção total para seletiva. Para o meio interestelar difuso, o valor médio de $R_V = 3.1$, mas em nuvens densas o valor típico é $R_V = 4-5$.

O valor de R_V , que é diretamente proporcional à extinção interestelar, varia dependendo da região do céu observada (Ducati, Ribeiro e Rembold 2003; Wegner 2003) e deve ser uma função do tamanho dos grãos de poeira.

Dentre as 1380 estrelas estudadas por Ducati, Ribeiro e Rembold (DRR03), eles estudaram oito regiões. Nessas regiões eles supuseram que A_V e R_V são parâmetros que não variam rapidamente no céu. Eles encontraram uma grande variação no valor de R_V , como pode ser visto na tabela 2.

Quando determinamos a incerteza de um valor do módulo de distância, somente o termo com a incerteza em cor normalmente é levado em consideração, desconsiderando o valor da incerteza na determinação do valor da razão de extinção total para seletiva.

$$(V-M_V)_o = (V-M_V) - R_V * E(B-V) \quad (1.3)$$

Mas a incerteza deve ser calculada como:

$$[\delta(V-M_V)_o]^2 = [\delta R_V * E(B-V)]^2 + [R_V * \delta E(B-V)]^2 + [\delta(V-M_V)]^2 \quad (1.4)$$

O valor médio de R na banda fotométrica V, por exemplo, é $R_V = 3.10 \pm 0.05$ (Wegner,

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

1993), mas dependendo da região esse valor pode ir desde ~ 1.7 até ~ 6.9 . Além disso, efeitos dinâmicos na poeira e no gás podem causar variações bruscas e muito localizadas no valor do avermelhamento interestelar. Essa incerteza é, portanto, dominante.

Região	R_V
h e χ Persei	3.24 ± 0.70
Scorpii OB1	3.48 ± 0.30
Nebulosa Rosette	3.56 ± 0.37
Trapézio de Órion	4.93 ± 0.51
Nebulosa de Lagoon	4.89 ± 0.93
Ophiuchus	5.61 ± 1.15
Complexo de η Carina	4.78 ± 0.68
NGC 6611	3.57 ± 0.33

Tabela 2.: Valores médios da extinção total para seletiva de oito regiões estudadas por DRR03.

1.6 Objetivos

A maioria dos aglomerados globulares se formou no início da formação da Galáxia e testemunhou muitas mudanças ocorridas nela. Por esse motivo, a composição química e a idade dos aglomerados globulares têm sido alvo de numerosos estudos que visam obter uma melhor compreensão sobre a formação da Galáxia primitiva.

O objetivo de meu trabalho é obter uma estimativa mais precisa da metalicidade, avermelhamento, distância e idade dos aglomerados globulares NGC 6366 e NGC 6397, através do método de ajuste de isócronas. Também estudei a seqüência de esfriamento das anãs brancas do aglomerado globular NGC 6397.

Para o NGC 6366, o trabalho foi baseado em fotometria BV obtida com o telescópio SOAR e na tabela fotométrica de Sarajedini et al. (2007) que contém dados do HST/ACS nas bandas fotométricas F606W e F814W. Já para o NGC 6397 utilizamos a tabela fotométrica dos dados de Richer et al. (2008) e Hansen et al. (2007) obtidos com o HST/ACS nas bandas fotométricas F606W e F814W.

No capítulo 2 apresentamos uma revisão bibliográfica dos aglomerados globulares NGC 6366 e NGC6397.

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

O estudo e análise dos diagramas Cor-Magnitude dos dois aglomerados globulares, bem como o estudo da seqüência de esfriamento de NGC 6397 são apresentados no capítulo 3.

No capítulo 4 são apresentadas as conclusões juntamente com as perspectivas.

Capítulo 2

Objetos alvo

Nosso estudo é dos aglomerados globulares NGC 6366 e NGC 6397, classificados entre os mais próximos do Sol. NGC 6366 [$l=18.41^\circ$, $b=16.4^\circ$; $AR=17^h27^m44.3^s$, $DEC=-5^\circ4'36''$ (J2000)] é relativamente pouco estudado por causa da sua alta extinção, significativo avermelhamento diferencial (Sarajedini et al. 2007) e sua fraca magnitude visual integrada aparente $V=9.2$ (Harris, 1996). Já o NGC 6397, com magnitude visual integrada aparente $V=5.73$ (Harris, 1996) [$l=338.17^\circ$, $b=-11.96^\circ$; $AR=17^h40^m41.3^s$, $DEC=-53^\circ40'25''$ (J2000)] tem sido alvo de muitos estudos, principalmente devido ao fato de ser muito mais brilhante e ter dados que cobrem toda a seqüência evolutiva das estrelas membro (Richer et al. 2007).

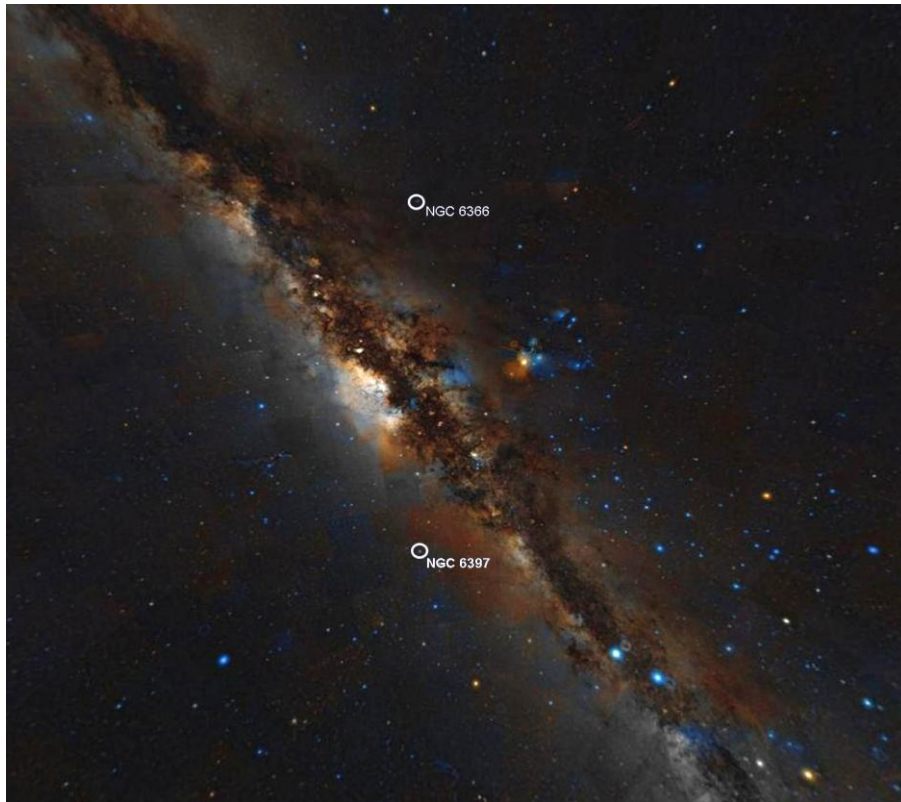


Figura 14: Posição dos aglomerados globulares NGC 6366 e NGC 6397 em relação à Galáxia. Figura obtida com o auxílio do site www.skymap.org.

2.1 Aglomerado Globular NGC 6366

NGC 6366 (figura 15), descoberto em 4 de Abril de 1860 por Friedrich A. T. Winnecke (<http://messier.obspm.fr/xtra/Bios/winnecke.html>), é atualmente classificado como o quinto mais próximo do Sol e, na classe de concentração de Shapley-Sawyer ele é classificado como XI, ou seja, relativamente aberto.

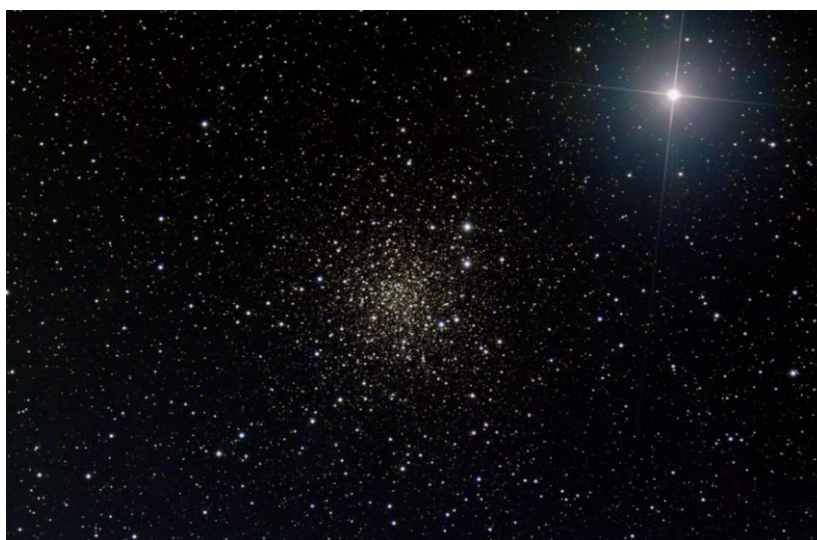


Figura 15: NGC 6366 juntamente com a estrela 47 Ophiuchi (no canto superior direito), imagem composta LRGB (luminance-red-green-blue) 120:10:10:10 minutos, medindo 20'x30', obtida no site http://www.laastro.com/Glob2007_spec.html.

Os aglomerados globulares ricos em metais com distribuição em torno do centro Galáctico mais achatada, com velocidade de rotação rápida e menor dispersão de velocidades ($v_{\text{rot}} \approx 152 \pm 29 \text{ km/s}$ e $\sigma = 71 \text{ km/s}$, Zinn 1985), foram classificados por Zinn (1985), por exemplo, como pertencentes ao bojo e disco da Galáxia. Já os pobres em metais, com velocidade de rotação mais lenta, maior dispersão de velocidades ($v_{\text{rot}} \approx 50 \pm 23 \text{ km/s}$ e $\sigma = 114 \pm 9 \text{ km/s}$, Zinn 1985) e distribuição essencialmente esférica em torno do centro Galáctico, como pertencentes ao halo (Kinman 1959, Zinn 1985, Armandroff 1989, Barbuy 1999).

Quanto a essa classificação, pode-se dizer que o aglomerado globular NGC 6366 é um caso curioso, pois, apesar de estar localizado próximo ao disco e ser razoavelmente rico em metais, seus parâmetros cinemáticos ($V\sigma = 125 \pm 13 \text{ km/s}$) são incompatíveis com o disco e, por isso, ele foi classificado como pertencente ao sistema do halo por Da Costa & Seitzer (1989).

De acordo com Harris (1993), Rosenberg (2000) e Sarajedini et al. (2007), NGC

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

6366 recebeu pouca atenção devido a sua baixa concentração central, sua posição Galáctica próxima da direção do núcleo da Galáxia ($l=18.41^\circ$) e em baixa latitude galáctica ($b=16.4^\circ$), sua alta extinção e avermelhamento diferencial.

Harris (1993) argumentou que o avermelhamento diferencial é observado, que as estrelas da metade norte de NGC 6366 são mais fracas e mais vermelhas do que as da metade sul, resultando em uma diferença de avermelhamento entre as estrelas do norte as do sul de $\Delta E(B-V)= 0.03$, embora esta diferença esteja próxima da incerteza dos dados. Harris (1993) sugeriu que, no diagrama Cor-Magnitude, o avermelhamento diferencial pode causar um alargamento no ramo das gigantes vermelhas. Esse alargamento no ramo das gigantes vermelhas foi observado por Harris em NGC 6366 em contraposição aos outros aglomerados globulares do halo.

O primeiro diagrama Cor-Magnitude $B \times B-V$ de NGC 6366 foi publicado por Pike (1976) com dados obtidos no observatório Lick e continha somente parte do ramo das gigantes vermelhas, chegando à magnitude $V \sim 17.2$ no ramo das gigantes vermelhas e impedindo a identificação do ponto de saída da seqüência principal.

Já em Harris (1993) as observações foram feitas com o telescópio de 1 metro do Observatório Naval Americano em Flagstaff. As imagens foram obtidas em um campo de $5.7' \times 5.7'$ com um tamanho de pixel de $0.43'$. Os tempos de integração foram de 300 segundos na banda V e 480 segundos na banda B. Foi possível detectar o ponto de saída da seqüência principal, em $V_{MSTO} \sim 19$, e alcançou magnitude $V \sim 19.5$. Além disso ele estimou a existência de aproximadamente 25 *blue stragglers* no campo medido por suas imagens (figura 16).

O mais recente diagrama Cor-Magnitude $V \times B-V$ foi publicado por Alonso et al. (1997). Os dados foram obtidos no telescópio Isaac Newton de 2.5 metros de diâmetro e cobria um campo de $12.1' \times 12.1'$. Os tempos de exposição totalizaram 1920 segundos na banda V e 3840 segundos na banda B e ele alcançou magnitude $V \sim 20.5$ (Figura 17).

Utilizando dois métodos de determinação de idade relativa, o que usa as diferenças de luminosidade entre o ponto de saída da seqüência principal (MSTO) e o ramo horizontal (ΔV_{MSTO}^{HB}) e o que usa as diferenças do ponto de saída da seqüência principal e a base do ramo das gigantes vermelhas [$\Delta(B-V)_{MSTO}^{SGB}$]. Alonso et al. derivaram diferenças na idade de NGC 6366 em comparação com outros aglomerados globulares com metalicidade similar, NGC 6171, Pal12 (halo - 18-a) e 47 Tuc, M71(disco - figura 18-b). Eles encontraram que NGC 6366 e NGC 6171 têm idades parecidas, pois os valores de ΔV_{MSTO}^{HB} e os de $\Delta(B-V)_{MSTO}^{SGB}$ são equivalentes. Já para Pal 12 o valor de ΔV_{MSTO}^{HB} é menor e o de $\Delta(B-V)_{MSTO}^{SGB}$ é maior, correspondendo a uma idade cerca de 25% menor.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

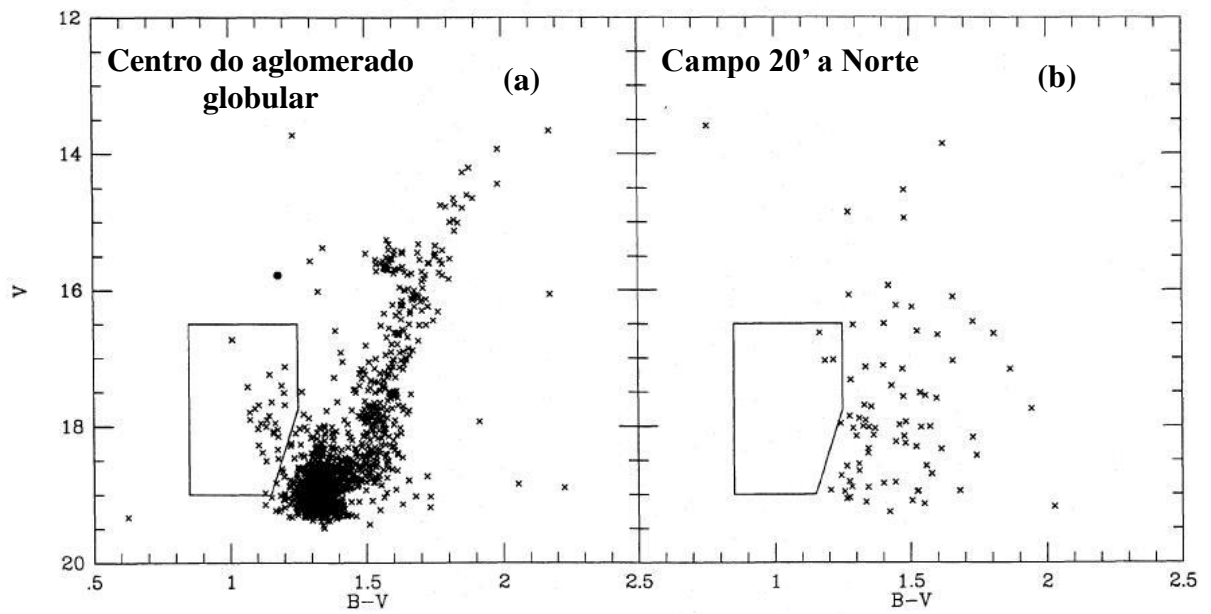


Figura 16: (a) Diagrama Cor-Magnitude do aglomerado globular NGC 6366 publicado por Harris. (b) Campo medido 20' a norte do aglomerado globular. As imagens do aglomerado globular e do campo têm o mesmo tamanho (5.7'). A caixa designa a área das *blue stragglers*.

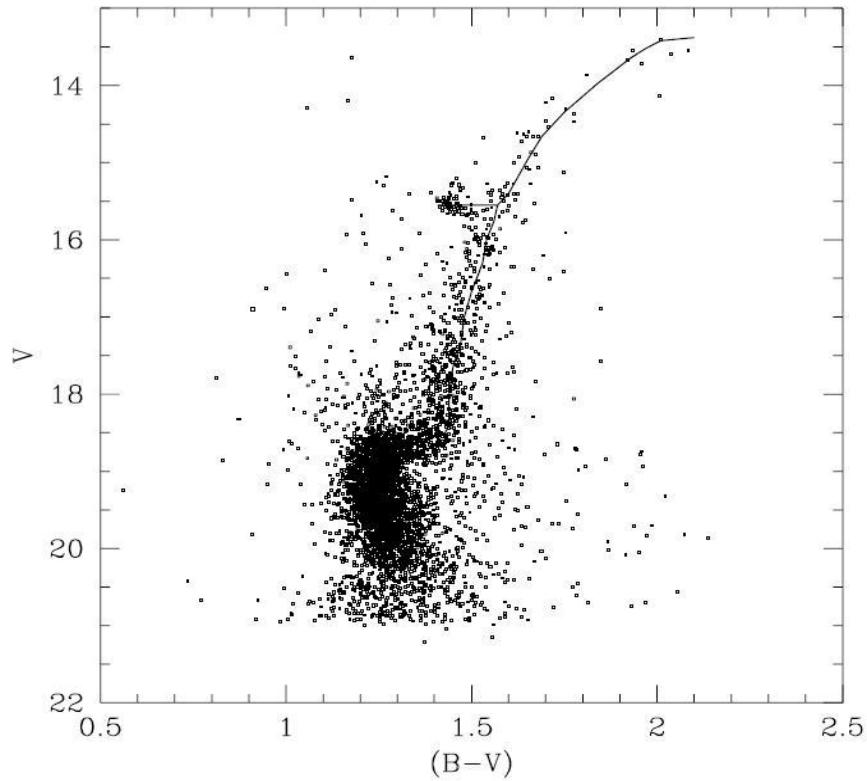


Figura 17: Diagrama Cor-Magnitude publicado por Alonso et al. (1997). A linha superposta por eles é a linha de tendência média.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Comparando os aglomerados globulares 47 Tuc e M 71 com NGC 6366, Alonso et al. (1997) notaram que ambos têm o mesmo valor de $\Delta V_{\text{MSTO}}^{\text{HB}}$, mas o valor de $\Delta(B-V)_{\text{MSTO}}^{\text{SGB}}$ é maior para 47 Tuc e M 71. Alonso et al. sugeriram que isso se deve à maior abundância de hélio (Y) dos aglomerados globulares que eles classificaram como do disco que, segundo eles, traria consistência na determinação de idade pelos dois métodos para esses dois e demonstraria que os aglomerados globulares classificados como do disco, na época, seriam 25% mais novos do que os típicos do halo, tais como NGC 6366 e NGC 6171.

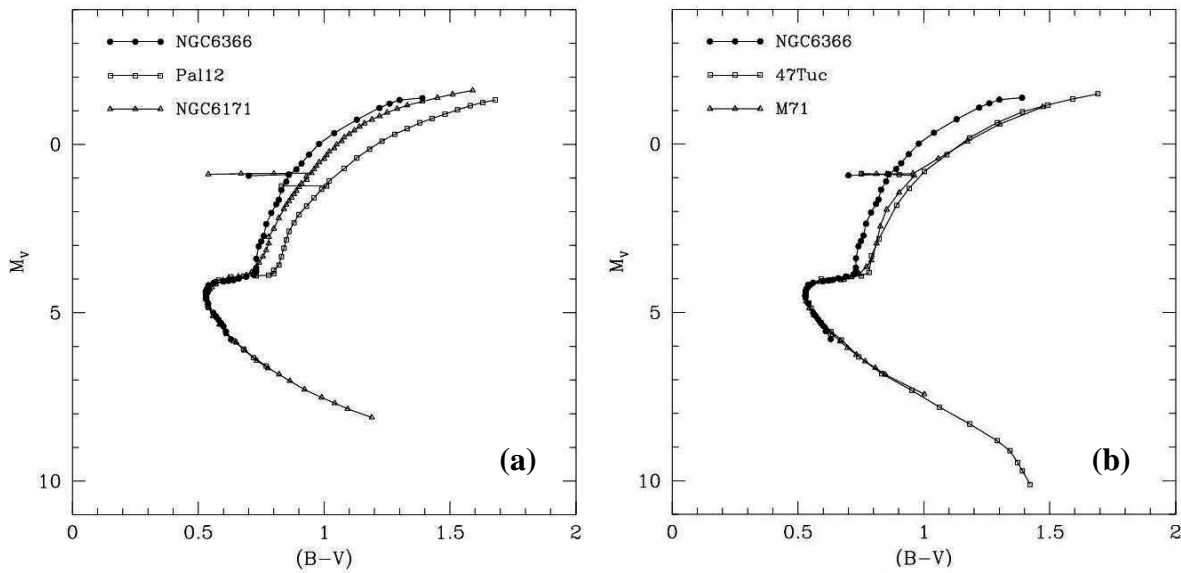


Figura 18: (a) Comparação da linha média de NGC 6366 e de dois aglomerados globulares do halo com metalicidade similar. (b) Comparação da linha média de NGC 6366 e de dois aglomerados globulares do disco com metalicidade similar. Nos dois casos as linhas médias foram deslocadas no plano (B-V)-V para que a cor e luminosidade do MSTO combinassem.

Rosenberg et al. (2000) obtiveram dados no telescópio Jacobus Kapteyn de 1 metro de diâmetro, com um campo de $5.6' \times 5.6'$ e resolução de pixel de $0.33''$. Eles obtiveram 3 imagens de curta exposição (10s), duas de média (120s) e uma de longa exposição (1800s) para cada filtro (V,I). O diagrama cor-magnitude VxV-I obtido alcançou $V \sim 22$.

Por fim, Sarajedini et al. (2007) publicaram dados obtidos com o ACS/HST, com tempos de exposição de 10.4s (curta exposição) e 4 de 140s (longa exposição). O diagrama cor-magnitude F606Wx(F606W-F814W) atingiu $F606W \sim 25.8$, ou seja, aproximadamente sete magnitudes abaixo do ponto de saída da seqüência principal. Isso pode ser visto na figura 19. Sarajedini et al. (2007) ajustam dois tipos de isócronas: empíricas e sintéticas. As isócronas empíricas têm como diferença, em relação às isócronas sintéticas, o fato de que elas são forçadas a se ajustarem a dados observacionais através de relações Cor-Temperatura efetiva semi-empíricas (VandenBerg & Clem 2003).

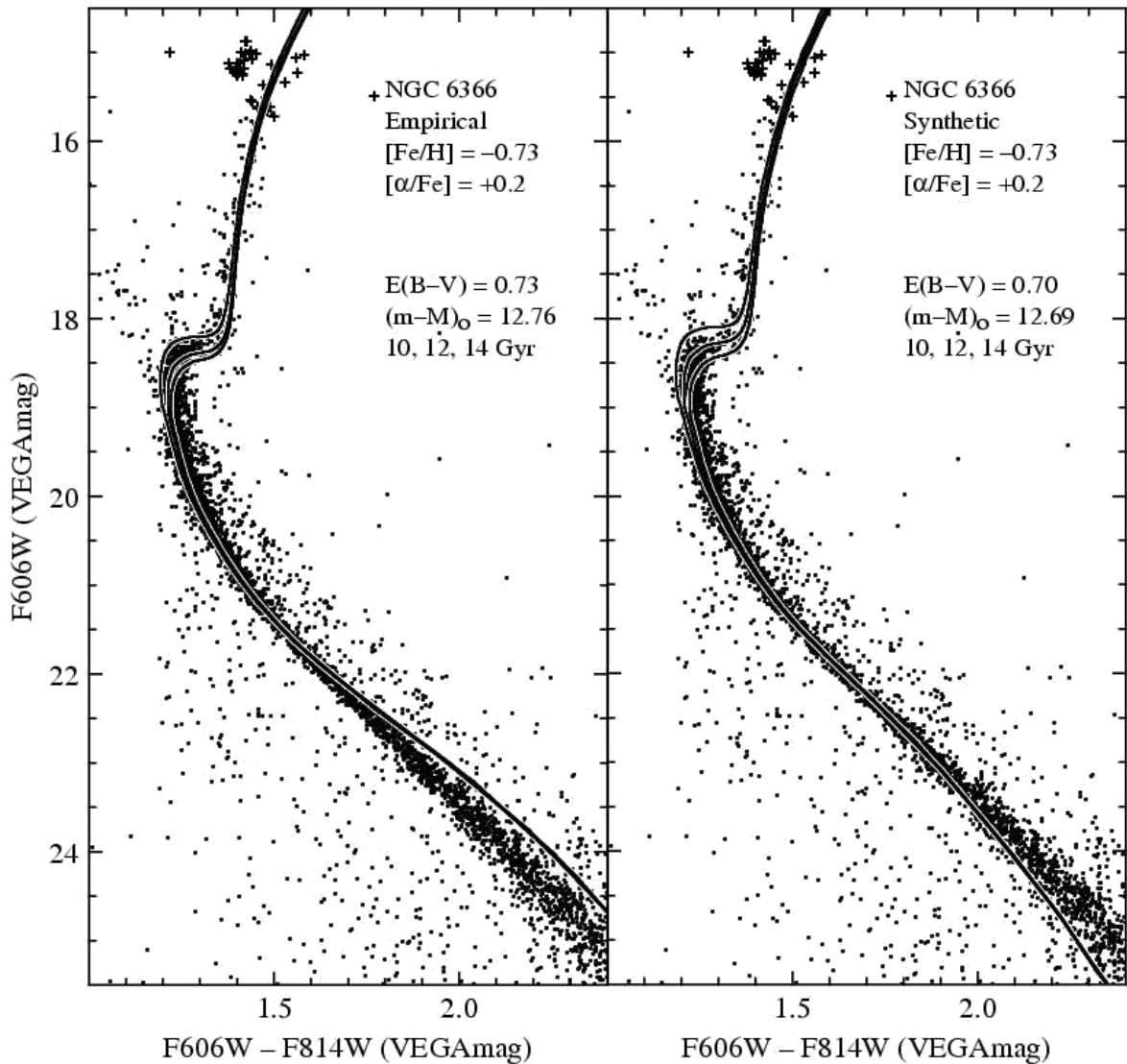


Figura 19: Diagrama Cor-Magnitude de NGC 6366 publicado por Sarajedini et al. (2007) com ajuste de isócronas calculadas pelo grupo de Dartmouth (Dotter et al. 2007). Os valores $(m-M)_O$ e $E(B-V)$ para o ajuste das isócronas empírica e sintética estão no gráfico.

Apesar de Paust et al. (2009) utilizarem os mesmos dados de Sarajedini, eles encontraram um avermelhamento de $E(F606W-F814W)=0.76$ e $(m-M)_O=12.6$, valores diferentes dos valores de Sarajedini et al.(2007) com o ajuste de uma isócrona do grupo de Dartmouth (Dotter et al. 2007) com 13.5 Ganos e $[Fe/H]=-0.85$.

Entretanto, os principais alvos de análise no trabalho de Paust et al. (2009) foram a função de luminosidade e a função de massa. Eles propõem que NGC 6366 sofreu muitas interações com a Galáxia durante sua existência e essas interações produziram remoção de estrelas de baixa massa da seqüência principal. Com o ajuste da função de massa global eles encontraram que o MSTO está localizado em $F606W = 18.5$ o que equivale a massa de $0.827M_{Sol}$.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Uma importante observação foi a existência de um gap na função de massa entre ≈ 0.7 e $\approx 0.5M_{\text{Sol}}$, (figura 20). Esse intervalo de massas corresponde ao intervalo de magnitude entre $F606W \approx 19.3$ até 22.3 e, nesse intervalo de magnitudes há uma significativa discrepância com a função de luminosidade. Eles argumentam que NGC 6366 está muito próximo do centro da Galáxia e está sujeito a freqüentes encontros gravitacionais com a Galáxia que poderiam levar a depressão observada em $\approx 0.6M_{\text{Sol}}$. Mas que esse efeito pode ser devido ao fato de que a imagem só cobre uma pequena parte do centro do aglomerado globular, então eles propõem que imagens de campo maior poderão revelar se esse efeito é real ou não.

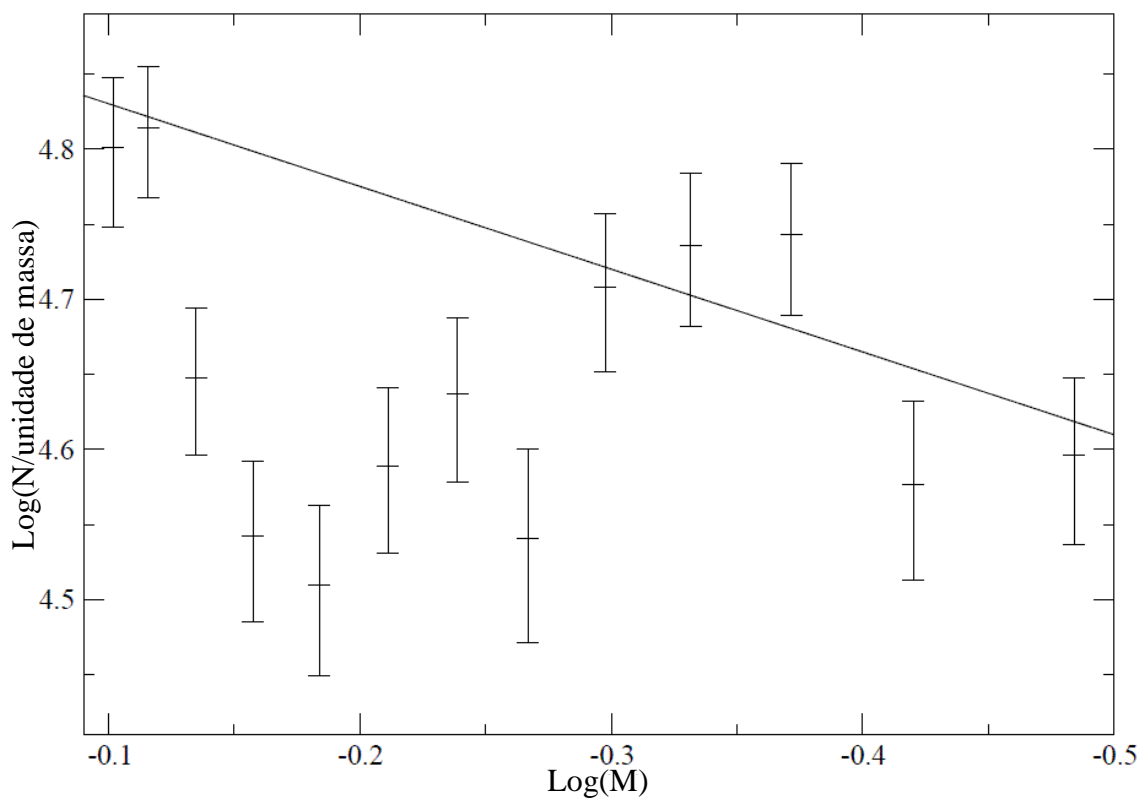


Figura 20: Função de massa global publicada por Paust et al. (2009). O bin com a menor massa tem magnitude $M_{F606W}=25.25$ e o de maior massa tem $M_{F606W}=18.75$. A maior massa está à esquerda e a menor está à direita, uma queda brusca no número de estrelas é observada no intervalo entre ≈ 0.7 e $\approx 0.5M_{\text{Sol}}$. A linha é um ajuste de uma lei de potência de índice 0.63 às observações da seqüência principal e ramo das sub-gigantes.

Sawyer (1937) publicou um catálogo de estrelas variáveis em aglomerados globulares. Duas estrelas de NGC 6366 foram classificadas como variáveis. Uma delas, que ela chamou de V1, se localiza mais próxima do centro do aglomerado globular, e foi classificada como RR Lyrae tipo a, com período de 0.513162 dias. Pike (1976), Harris (1993) e Ferro et al. (2008) mediram o período dessa estrela e encontraram 0.508, 0.5131634 e

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

0.5131635 dias respectivamente.

Com o valor do período dessa estrela, Ferro et al. (2008) utilizaram calibrações da abundância de ferro e magnitude absoluta em termos de parâmetros de Fourier para estrelas RR Lyrae calculadas por Jurcsik & Kovács (1996) e Kovács & Walker (2001) respectivamente, e estimaram esses valores como $[Fe/H] = -0.87 \pm 0.14$ e $M_V = 0.68 \pm 0.04$.

Mas Ferro et al. (2008) notaram uma característica importante: V1 é ≈ 0.3 magnitudes mais fraca do que o ramo horizontal vermelho no diagrama Cor-Magnitude. Estrelas RR Lyrae geralmente são mais brilhantes do que o ramo horizontal, mas modelos de Brocato et al. (1999) mostram que para um parâmetro de mistura convectiva α igual a 1.0, a distribuição de massas estelares permite ramos horizontais vermelhos mais brilhantes do que ramos horizontais azuis. Entretanto Ferraro et al. (2006) argumentaram que o valor de α para todos os aglomerados globulares deve ser único e igual a 2.17 e que esse valor não deve depender significativamente da metalicidade. Com isso, Ferro et al. argumentaram que a metalicidade e distância, estimadas com o período dessa estrela, podem não ser representativas desse aglomerado globular, pois apesar de V1 estar aparentemente muito próxima do centro do aglomerado globular, sua classificação como membro é dúbia, devido ao fato de que não é possível explicar sua magnitude mais fraca do que o ramo horizontal vermelho com a ineficiência de transporte convectivo. Isso levaria à hipótese de V1 não pertencer a NGC 6366. Caso ela pertença, essa sub-luminosidade de V1 em relação ao ramo horizontal vermelho deve ser investigada.

Além de discutir o caso de V1, Ferro et al. (2008) também encontraram mais seis variáveis e onze candidatas a variáveis. Dentre as seis novas variáveis eles encontraram uma SX Phe (V6) com três períodos 1.92, 2.06 e 1.10 horas, localizada na região das *Blue Stragglers* no diagrama cor-magnitude. As estrelas SX Phe são variáveis multiperódicas de períodos da ordem de duas horas. A relação Período-Luminosidade desse tipo de estrelas é difícil de ser determinada devido à mistura dos modos de pulsação (McNamara 1995). Ferro et al. (2008) utilizaram uma calibração calculada por Jeon et al. (2004) e determinaram, com o período de V6, a distância ao aglomerado globular NGC 6366 de 2.7 ± 0.1 kpc.

Os parâmetros que foram determinados anteriormente para o NGC 6366 podem ser vistos na Tabela 3, mas esses valores (principalmente metalicidade) cobrem uma ampla faixa.

Autores	[Fe/H]	E(B-V)	(m-M)	Distância (kpc)
Pike, 1976	-0.50±0.2	0.72±0.02	12.60±0.02	3.31±0.03
Da Costa & Seitzer 1989	-0.85±0.10	-	-	-
Harris 1993	-0.78	0.80	12.39	3.00
Rutledge et al. 1997 (ZW84 correct)	-0.99±0.25	-	-	-
Rutledge et al. 1997 (ZW84)	-0.58±0.14	-	-	-
Rutledge et al. 1997 (CG97)	-0.73±0.05	-	-	-
Alonso et al. 1997	-0.80	0.70±0.05	12.26±0.15	2.83±0.20
Salaris & Weiss 1998	-0.87	0.72	-	-
Bica et al. 2000 (emissão de poeira de 100um)	-	0.75	-	-
Bica et al. 2000 (luz emitida membros do AG)	-	0.71	-	-
Kraft 2003 (ZW84)	-0.99	-	-	-
Kraft 2003 (MARCS)	-0.88	-	-	-
Kraft 2003 (Kurucz on)	-0.79	-	-	-
Kraft 2003 (Kurucz off)	-0.78	-	-	-
Sarajedini et al. 2007 (empírico)	-0.73	0.73	12.76±0.01	3.56±0.02
Sarajedini et al. 2007 (sintético)	-0.73	0.70	12.69±0.01	3.45±0.02
Ferro et al. 2008	-0.87±0.14	-	12.55±0.04	3.23±0.13
Paust et al. 2009	-0.85	0.76	12.60	3.31

Tabela 3: Parâmetros na literatura para o aglomerado globular NGC 6366.

2.2 Aglomerado Globular NGC 6397

NGC 6397 (figura 21) foi descoberto pelo abade Nicolas Louis de Lacaille em 1751-52 (<http://messier.obspm.fr/xtra/ngc/n6397.html>). Ele tem latitude Galáctica de -11.96° e longitude Galáctica de 338.17° e é atualmente classificado como o segundo mais próximo do Sol.



Figura 21: Aglomerado Globular NGC 6397, imagem composta LRGB 60:20:20:25 minutos, medindo $40' \times 20'$, obtida no site http://www.astrosurf.com/antihue/ngc_6397.htm.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

O primeiro diagrama cor-magnitude do NGC 6397 foi publicado por Cannon (1974), e só alcançava magnitude $V = 16.5$. Alcaíno et al. (1987), com dados obtidos em quatro telescópios (1 metro em CARSO, 1 metro e 4 metros do CTIO e 3.6 metros no ESO) publicaram um diagrama cor-magnitude $V \times B-V$ que mostrava o MSTO e parte da seqüência principal, mas com um espalhamento significativo, como pode ser visto na figura 22.

Alcaíno et al. (1987) obtiveram imagens em diferentes telescópios, com diferentes tempos de exposição visando, principalmente, obter melhor resolução no centro com menores telescópios e melhor resolução na parte externa com telescópios maiores. Os tempos de exposição variam entre 1 minuto até 80 minutos. Eles realizaram a fotometria em anéis ao redor do centro do aglomerado. Esses anéis continham estrelas que não estavam afetadas pelo efeito de confusão de fonte, ou seja, quanto maior o tempo de exposição e o tamanho do telescópio, mais externo o anel.

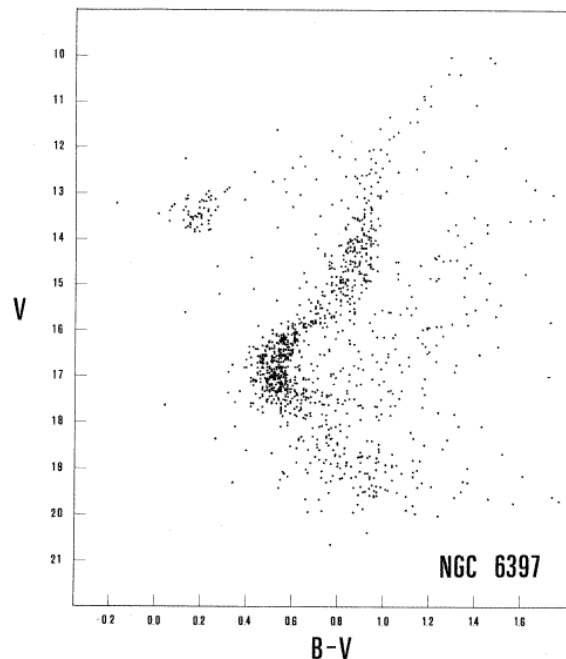


Figura 22: Diagrama cor-magnitude publicado por Alcaíno et al. (1987). Eles encontraram um módulo de distância $(m-M)_0 = 12.40 \pm 0.05$ e avermelhamento $E(B-V) = 0.16 \pm 0.02$.

Com dados obtidos no telescópio de 0.9 metros do Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO), cobrindo um campo de $13.6' \times 13.6'$ da parte central do aglomerado NGC 6397, Kaluzny (1997) obteve imagens nas bandas B (150-300s) e V (90-200s). Como pode ser visto na figura 23, os dados de Kaluzny (1997) atingiram $V = 18.5$. O objetivo de Kaluzny era detectar estrelas variáveis. Ele identificou nove, mas não publicou análise das propriedades do aglomerado globular.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Um dos últimos diagramas cor-magnitude de NGC 6397 foi publicado por Richer et al. (2008). Em 2005 eles obtiveram dados com o HST/ACS a 5' do centro do aglomerado, nas bandas fotométricas F606W e F814W num total de 126 órbitas. A posição do campo observado sobrepõe duas observações prévias com a WFPC2 de 1997 e 1994. Essas imagens foram utilizadas para a correção por movimento próprio dos dados, que será explicada na seção 3.2.1.

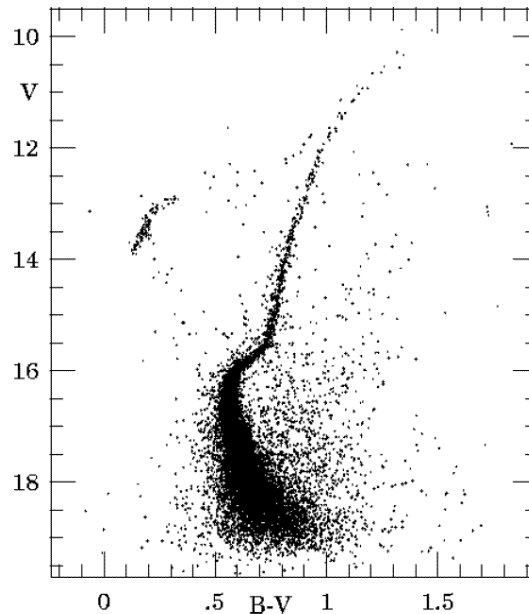


Figura 23: Diagrama cor-magnitude publicado por Kaluzny (1997).

Como pode ser visto na figura 24, o diagrama cor-magnitude obtido com esses dados mostra, pela primeira vez, o final da seqüência de esfriamento das anãs brancas em $F814W \approx 28$. Eles argumentaram que aparentemente não existem estrelas da seqüência principal mais fracas do que $F814W \approx 26$ e mais vermelhas do que $F606W-F814W \approx 4.0$, e que isso é coerente com a sugestão de Richer et al. (2006) de que esse seria o ponto final da seqüência de queima de hidrogênio em estrelas de baixa massa pobres em metais. Para examinar isso eles incluíram na figura duas localizações teóricas do ponto final da seqüência principal, de Baraffe et al. (1997) e Dotter, que foi calculado para o artigo. Os dados e os modelos teóricos têm um bom ajuste nessa fase e ambos os modelos sugerem que a massa nesse ponto é $0.083M_{\text{Sol}}$ que é o limite inferior da queima de H no núcleo.

A figura 24 também apresenta o ajuste da isócrona de Dotter et al. (2007), com modelos adicionais entre 0.083 e $0.1M_{\text{Sol}}$. A isócrona ajustada tem $[Fe/H]=-1.9$ e $[\alpha/Fe]=+0.4$. Com esse ajuste eles obtiveram para o módulo de distância aparente e avermelhamento os valores $(m-M)=12.36$ e $E(F606W-F814W)=0.18$.

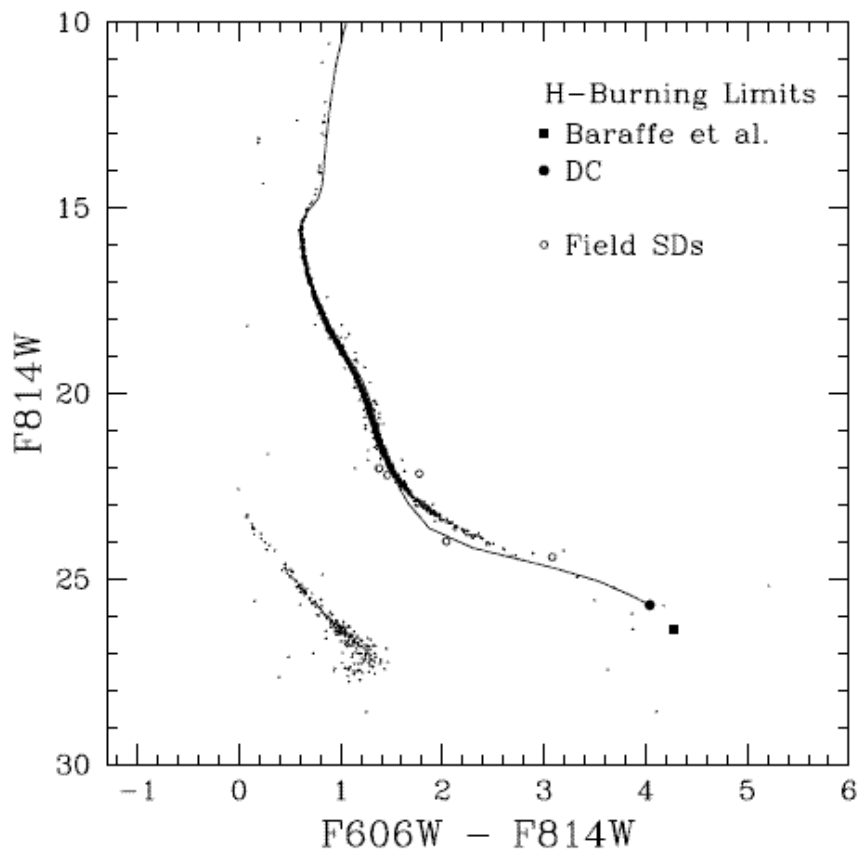


Figura 24: Diagrama cor-magnitude publicado por Richer et al. (2008). Os finais teóricos da seqüência principal previstos por Baraffe et al. (quadrado preenchido) e por Dotter (círculo preenchido) estão demarcados, além da isócrona de Dotter et al. (2007). Os círculos vazios são estrelas de campo de baixa metalicidade, sugerindo que estrelas menos luminosas do halo podem não ter sido descobertas ainda. Eles obtiveram $(m-M)=12.36$ e $E(F606W-F814W)=0.18$.

Apesar de Richer et al. (2008) terem determinado valores de módulo de distância e avermelhamento, eles argumentam que os melhores valores para esses parâmetros são obtidos através do ajuste de modelos gerados com simulações de Monte Carlo de seqüência de esfriamento de anãs brancas realizado por Hansen et al. (2007), que encontrou os valores $(m-M)_0=12.03\pm 0.06$, $(d=2.54\pm 0.15)$ e $E(F606W-F814W)=0.20\pm 0.03$. A principal conclusão do estudo de Hansen et al. foi uma idade do aglomerado de 11.47 ± 0.47 Ganos com 95% de confiança. Winget et al. (2009) demonstram que as incertezas decorrentes da imprecisão na seção de choque $C(\alpha,\gamma)O$, que levam a incerteza na composição química do núcleo, são maiores do que as citadas por Hansen et al (2007).

Com esses dados de Richer et al. (2008), cobrindo uma área mais externa do aglomerado, e também com dados WFPC2 de Richer et al (2006), cobrindo uma área do centro, Davis et al. (2008) determinaram que a fração de binárias (η) na parte central é de $(15\pm 0.8)\%$ enquanto na área mais externa é de $(1.1\pm 0.3)\%$. Com isso eles argumentam que

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Hurley et al. (2007) mostraram que quando um aglomerado evolui dinamicamente, η aumenta no núcleo enquanto fora do raio de meia massa η se mantém constante e, nesse contexto, eles sugerem um valor para a taxa de binaridade de $\eta \approx 1-2\%$.

Korn et al. (2008) analisaram fotometricamente e espectroscopicamente dezoito estrelas da seqüência evolutiva em NGC 6397, desde o ponto de saída da seqüência principal até as gigantes vermelhas. Os dados fotométricos foram obtidos no telescópio Danish de 1.54 metros em La Silla no Chile, nas bandas uvby (sistema fotométrico de Strömngren; $u=3500\text{\AA}$, $v=4110\text{\AA}$, $b=4670\text{\AA}$, $y=5470\text{\AA}$) em 1995 e BVI em 2005. O campo observado é aproximadamente circular com raio $9'$.

Os dados espectroscópicos foram obtidos com o espectrógrafo de multi-objetos FLAMES-UVES no VLT. O tempo total de exposição (20.5h) foi dividido entre três grupos: estrelas no ponto de saída da seqüência principal, estrelas no ramo azul das gigantes vermelhas e ramo das gigantes vermelhas; também foram observadas duas estrelas no meio do ramo das subgigantes vermelhas. O comprimento de onda coberto por esses espectros é $4800-6800\text{\AA}$, com uma lacuna no CCD em 5800\AA . Os resultados de Korn et al (2008) estão resumidos na tabela 4.

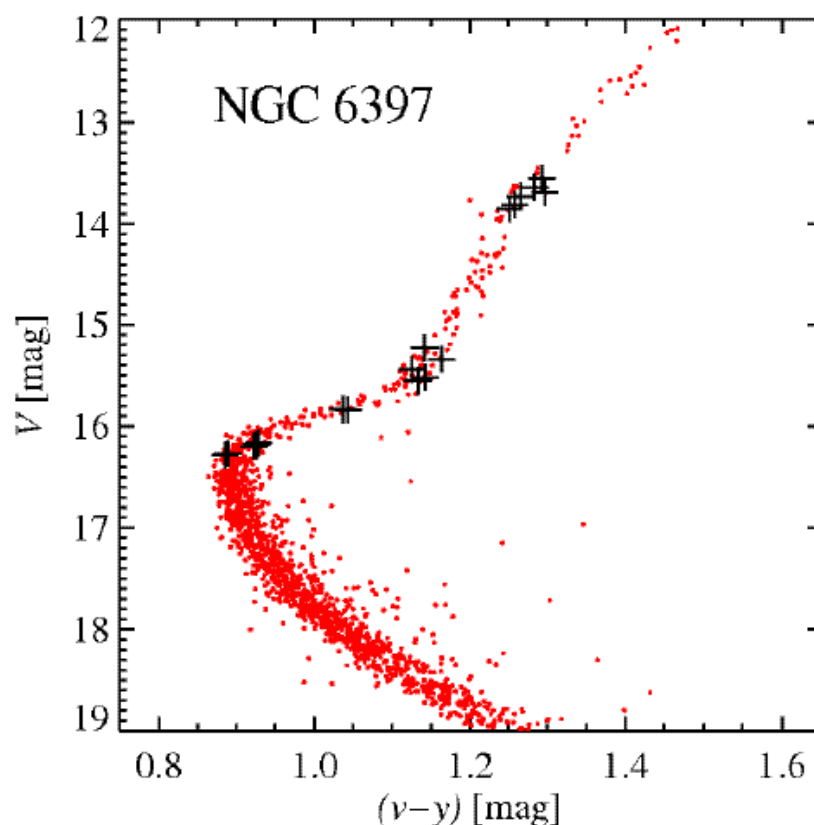


Figura 25: Diagrama cor-magnitude publicado por Korn et al (2008) com os quatro grupos de estrelas.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Grupo	Id. Estrela	Id Estrela (Graton 2001)	Tef	log(g)	[Fe/H] $\pm 1\sigma$ (dex)	ξ (km/s)
TOP	9655	1622	6260	3.85	-2.29 ± 0.06 (22)	2.1
TOP	10197	—	6250	3.95	-2.29 ± 0.10 (21)	2.0
TOP	12318	—	6240	3.90	-2.28 ± 0.08 (21)	2.0
TOP	506120	202765	6260	3.85	-2.26 ± 0.09 (23)	1.9
TOP	507433	201432	6260	3.90	-2.26 ± 0.06 (20)	2.0
SGB	5281	—	5800	3.55	-2.25 ± 0.08 (26)	1.75
SGB	8298	—	5810	3.60	-2.23 ± 0.07 (24)	1.75
bRGB	3330	—	5430	3.35	-2.16 ± 0.08 (24)	1.7
bRGB	6391	793	5510	3.40	-2.14 ± 0.09 (29)	1.6
bRGB	15105	—	5470	3.40	-2.18 ± 0.07 (25)	1.75
bRGB	23267	669	5370	3.30	-2.23 ± 0.09 (27)	1.8
bRGB	500949	206810	5500	3.40	-2.19 ± 0.09 (25)	1.8
RGB	4859	—	5150	2.65	-2.12 ± 0.08 (38)	1.6
RGB	7189	—	5130	2.55	-2.14 ± 0.08 (36)	1.6
RGB	11093	—	5100	2.50	-2.14 ± 0.08 (42)	1.7
RGB	13092	—	5120	2.55	-2.12 ± 0.08 (38)	1.6
RGB	14592	—	5130	2.55	-2.12 ± 0.08 (37)	1.6
RGB	502074	—	5150	2.60	-2.10 ± 0.09 (35)	1.5
TOP _{ave}			6254 ± 90	3.89 ± 0.09	-2.28 ± 0.04	2.0 ± 0.1
SGB _{ave}			5805 ± 140	3.58 ± 0.14	-2.24 ± 0.05	1.75 ± 0.15
bRGB _{ave}			5456 ± 90	3.37 ± 0.09	-2.18 ± 0.04	1.73 ± 0.1
RGB _{ave}			5130 ± 80	2.56 ± 0.08	-2.12 ± 0.03	1.6 ± 0.1

Tabela 4: Reprodução da tabela 3 de Korn et al (2008). Parâmetros espectroscópicos de 18 estrelas observadas com o FLAMES-UVES. As incertezas nos valores de Tef, log(g) e ξ (microturbulência) têm incertezas assumidas como sendo 200K, 0.2 dex e 0.2km/s. O desvio padrão para todas as linhas de FeI e FeII medidas (número de medidas entre parênteses) é dado na tabela.

Winget et al. (2009) publicaram os dados de Richer et al. (2008) com meu ajuste dos modelos de evolução estelar de Padova [Marigo et al. (2008)] que seguem até a seqüência de esfriamento das anãs brancas e que foram calculados nas bandas fotométricas da HST/ACS. Obtive como melhor ajuste $Z=0.00012\pm 0.00001$, $E(F606W-F814W)=0.22\pm 0.02$ e $(m-M)=12.49\pm 0.05$ e a idade de (12 ± 1) Ganos (figura 26). A metalicidade encontrada é menor do que a utilizada por Richer et al. (2008) por um fator dois, mas é coerente com as determinações espectroscópicas de Korn et al. (2008).

De posse dos valores de módulo de distância e avermelhamento do meu ajuste de toda a seqüência de evolução, Winget et al. ajustaram modelos de atmosfera de anãs brancas de Bergeron (2008) na seqüência de esfriamento das anãs brancas dos dados com correção por movimento próprio de Richer et al. (2008). Winget et al. (2009) encontraram que modelos no intervalo de massas entre 0.500 e $0.535M_{\text{Sol}}$ apresentam o melhor ajuste no centro da seqüência (figura 27).

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

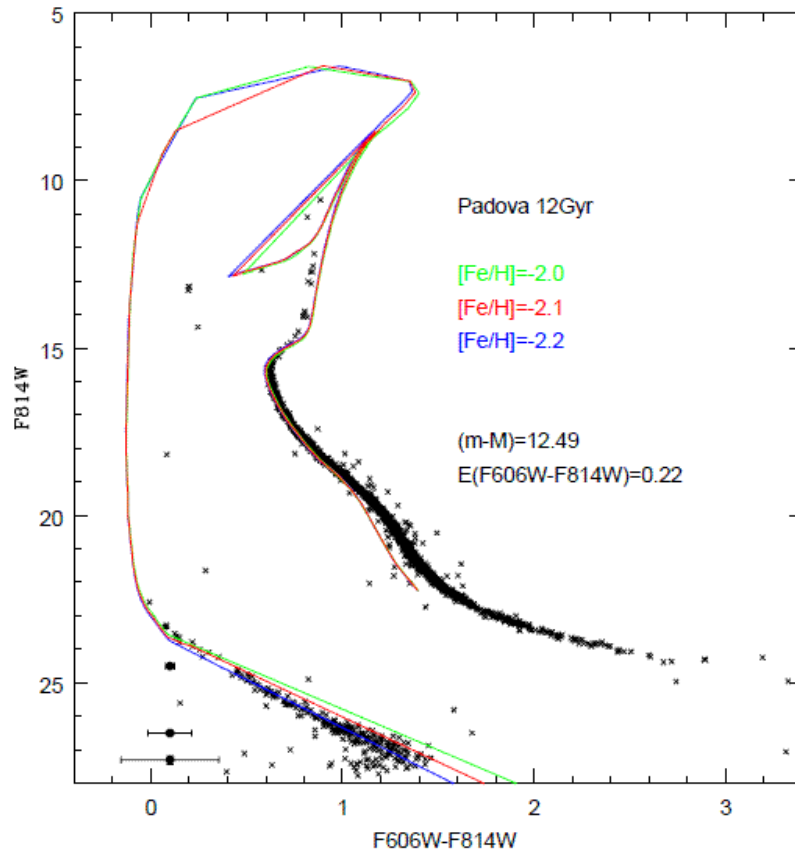


Figura 26: Diagrama cor-magnitude de Winget et al. (2009). O melhor ajuste de isócronas de Padova (Marigo et al. 2008) foi obtido com a isócrona de 12 Ganos e $[Fe/H]=-2.2$ $\{[\alpha/Fe]=0$ nos modelos de Padova}, resultando nos parâmetros $(m-M)=12.49$ e $E(F606W-F814W)=0.22$.

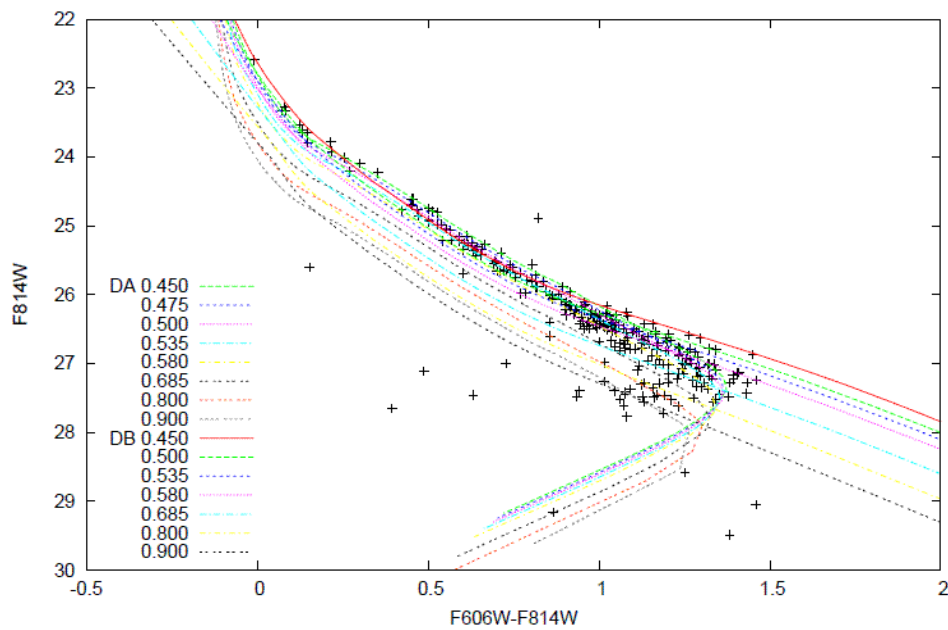


Figura 27: Sequência de esfriamento das anãs brancas do NGC 6397 com ajuste de modelos de Bergeron (2008).

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Winget et al. (2009) notaram na figura 28-a que a função de luminosidade da seqüência de esfriamento dos dados corrigidos por movimento próprio (Richer et al. 2008) apresentava uma concentração de estrelas em $F814W \approx 26.5$ e argumentaram que essa característica sugere que a evolução desacelera nessa região. Esse pico também está presente nos dados em que a correção por movimento próprio (figura 28-b) não foi aplicada (Hansen et al. 2007), mas a função de luminosidade continua crescendo depois desse ponto, logo ele não é o máximo dessa distribuição, diferentemente da distribuição corrigida por movimento próprio em que esse pico é o máximo. Winget et al. (2009) explicaram esse acúmulo de anãs brancas em $F814W = 26.5$ através do processo de cristalização do núcleo da anã branca e conseqüente liberação de calor latente.

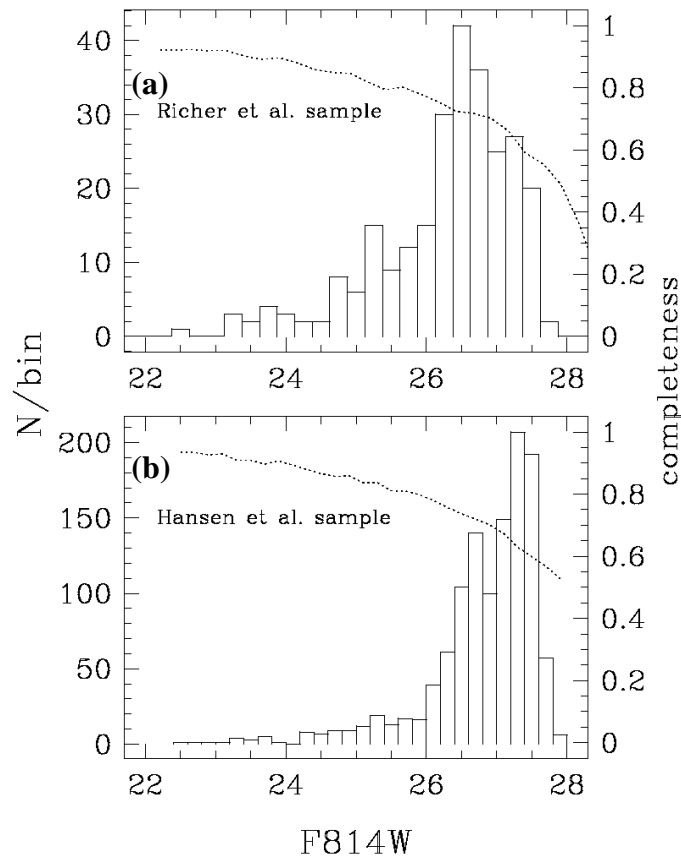


Figura 28: (a) Função de luminosidade da seqüência de esfriamento das anãs brancas dos dados de Richer et al. (2008) com a relação de completeza (linha pontilhada). (b) Função de luminosidade da seqüência de esfriamento das anãs brancas dos dados de Hansen et al. (2007) com a relação de completeza. A pequena variação na completeza na região do pico ($F814W = 26.5$) indica que o pico não é devido a efeitos de incompleteza.

Kirzhnits (1960), Abrikosov (1960) e Salpeter (1961), independentemente, predisseram, teoricamente, que a cristalização ocorreria para alta razão entre a energia de

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Coulomb e a energia térmica dos íons, $\Gamma \gg 1$. Para um plasma de componente único o valor de $\Gamma \approx 175$ está de acordo com várias aproximações teóricas diferentes (Slattery, Doolen & Dewitt 1982; Stringfellow, Dewitt & Slattery 1990; Potekhin & Chabrier 2000; Horowitz, Berry & Brown 2007). Já para o valor de Γ para uma mistura de carbono e oxigênio, que é relevante no interior de anãs brancas, Horowitz, Berry & Brown (2007) encontraram $\Gamma \approx 237$.

Van Horn (1968) mostrou que o processo de cristalização deve ser uma transição de fase de primeira ordem com correspondente liberação de calor latente. Winget et al. (2009) argumentaram que essa liberação de calor desacelera a evolução e esfriamento produzindo um acúmulo de estrelas na função de luminosidade das anãs brancas de NGC 6397. A existência dessa transição de fase tinha sido contestada por alguns autores como, por exemplo, Stishov (1998) já que nunca tinha sido observada.

Visando testar essa hipótese, Winget et al. (2009) utilizaram modelos de função de luminosidade para anãs brancas com $0.5 M_{\text{Sol}}$, e valores de massas de camadas como $M_{\text{H}}/M_{\star} = 10^{-4}$ e $M_{\text{He}}/M_{\star} = 10^{-2}$ para seqüências DA e $M_{\text{He}}/M_{\star} = 10^{-2}$ para seqüências DB. O modelo padrão adotado por eles foi o de núcleo de carbono com cristalização.

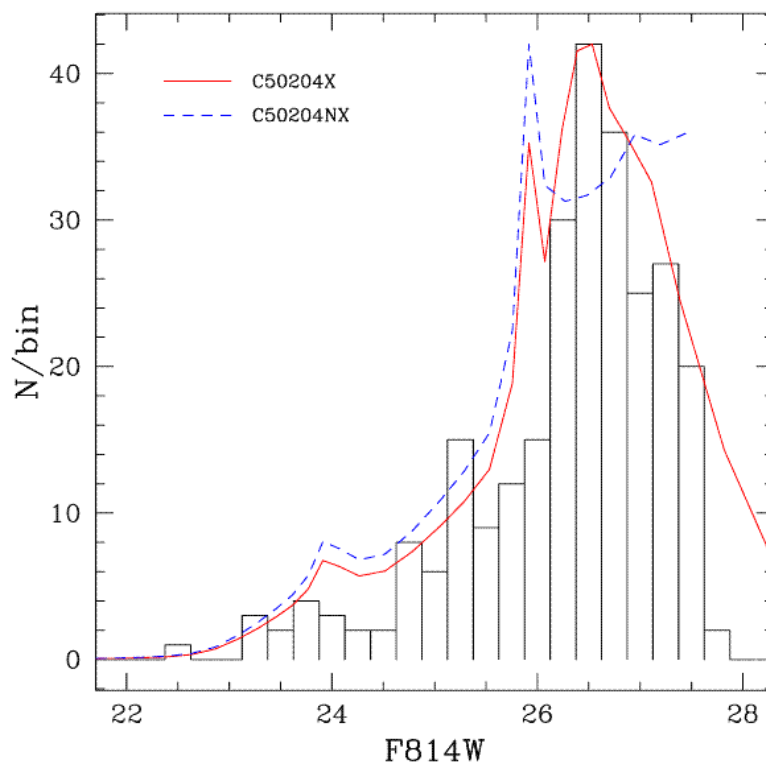


Figura 29: Função de luminosidade seqüência de esfriamento das anãs brancas de NGC 6397 com funções de luminosidade teóricas normalizadas com (vermelho) e sem (azul) o efeito da cristalização e transição de fase. Os modelos não foram deslocados para se ajustarem aos dados.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Winget et al. (2009) ajustaram modelos com e sem cristalização, normalizados, na função de luminosidade das anãs brancas do NGC 6397 e, como resultado, obtiveram que o modelo sem cristalização tem um pico em $F814W \approx 26$, mas continua a crescer depois desse pico. Já o modelo com cristalização se ajusta muito bem nos dados (figura 29). Neste ajuste a cristalização começa perto do valor $\Gamma \equiv E_{\text{Coulomb}}/E_{\text{térmico}} \approx 170$. Winget et al. (2009) alegam que se o verdadeiro valor for maior (menor) do que esse, a cristalização vai ocorrer em magnitudes menores (maiores).

Modelos com o núcleo composto de uma mistura de carbono e oxigênio também foram ajustados por Winget et al. (2009). Esses modelos consideravam que a quantidade de carbono e oxigênio é igual no núcleo (50%/50%), levando em consideração a incerteza na determinação da taxa de reação $C(\alpha, \gamma)O$ (e.g. Metcalfe et al. 2002). Como resultado Winget et al. (2009) obtiveram que todos os modelos têm um pico com luminosidade no mínimo 0.5 magnitudes maior do que $F814W \approx 26.5$, aparentemente incompatível com os dados, indicando que um núcleo de carbono puro se ajusta melhor aos dados.

Autores	[Fe/H]	E(B-V)	(m-M)	Distância (kpc)
Searle & Rodgers 1966	-	0.10	12.00±0.30	2.51±0.34
Newell 1969	-2.00	0.18	-	-
Cannon 1974	-	0.18±0.01	-	-
Alcaíno & Liller 1980	-	0.16±0.02	12.40±0.05	3.02±0.07
Gratton 1982	-2.10	-	-	-
Webbink 1985	-2.02	0.18	12.30	2.88
Alcaíno et al. 1987	-2.20	0.15±0.02	12.32	2.91
Gratton & Ortolani 1989	-1.88	-	-	-
Fahlman et al.* 1989	-	0.18	12.30	2.88
Anthony-Twarog et al. 1992	-2.00	-	12.10±0.30	2.63±0.36
Drukier et al.* 1993	-	0.19	12.3	2.88
Brocato et al. 1996	-2.00	-	12.3	2.88
Cool et al.* 1996	-	0.18	-	-
Reid & Gizis 1998	-1.82	0.18*	12.13±0.15	2.66±0.18
Anthony-Twarog & Twarog 2000	-1.82±0.04	0.179±0.002	12.15	2.70
Bica et al. 2006	-1.95	0.18	11.81	2.30
Richer et al. 2007	-2.02±0.07	0.18±0.01	12.07±0.06	2.60±0.07
Gratton et al. 2008	-2.03	0.183	12.58±0.08	3.28±0.12
Korn et al. 2008	-2.20	-	-	-
Winget et al. 2009	-2.20	0.19±0.02	12.49±0.05	2.73±0.07

Tabela 5: Alguns parâmetros na literatura para o aglomerado globular NGC 6397.

* Adotados

Capítulo 3

Redução e Análise dos Dados

3.1 NGC 6366

O alvo principal de nosso trabalho é o aglomerado globular NGC 6366 (figura 30), que estamos estudando desde a iniciação científica, iniciada em maio de 2006.



Figura 30: Imagem do aglomerado globular NGC 6366 composta das bandas BVRI (média de exposições de 30s em cada filtro) dos dados obtidos por Kepler de Souza Oliveira Filho e Maria de Fátima Oliveira Saraiva com o telescópio SOAR em 2005.

3.1.1 Fotometria

Os dados em terra do aglomerado globular NGC 6366 foram obtidos da fotometria de imagens obtidas em 2005 com o telescópio SOAR, de 4.1 metros de diâmetro, localizado no Cerro Pachón, no Chile, por Kepler de Souza Oliveira Filho e Maria de Fátima Oliveira Saraiva. Eles obtiveram imagens nas bandas fotométricas BVI com diferentes tempos de exposição; 300 e 30s, para medir as estrelas mais brilhantes e 1800 e 1200s, para medir as estrelas mais fracas. As imagens obtidas estão posicionadas no centro do aglomerado globular e têm 2048x2048 pixels com uma resolução de 0.153"/pixel, num total de 5' x 5'.

Os diferentes tempos de exposição se devem ao fato de que nas imagens de tempo mais longo, obtidas para detectar estrelas mais fracas, as estrelas mais brilhantes saturam. A saturação acontece quando uma estrela excede a capacidade de poço do CCD (no SOI 65.000 contagens, que corresponde a $V=18.5$ para 1200s e $V=14.9$ para 300s). Então, para minimizar esse efeito nas estrelas mais brilhantes, foram realizadas imagens de curta exposição.

O CCD do SOAR é composto por dois CCD's de 4096x2048 pixels. As imagens foram feitas somando 2x2 pixels. A lacuna nas imagens de 1200s e 300s se localiza onde os dois CCD's se unem. Os conectores nas bordas impedem fechar a lacuna. Na imagem de 30s não há lacuna aparente, pois foram realizadas cinco imagens em diferentes posições e essas foram somadas (figura 31).

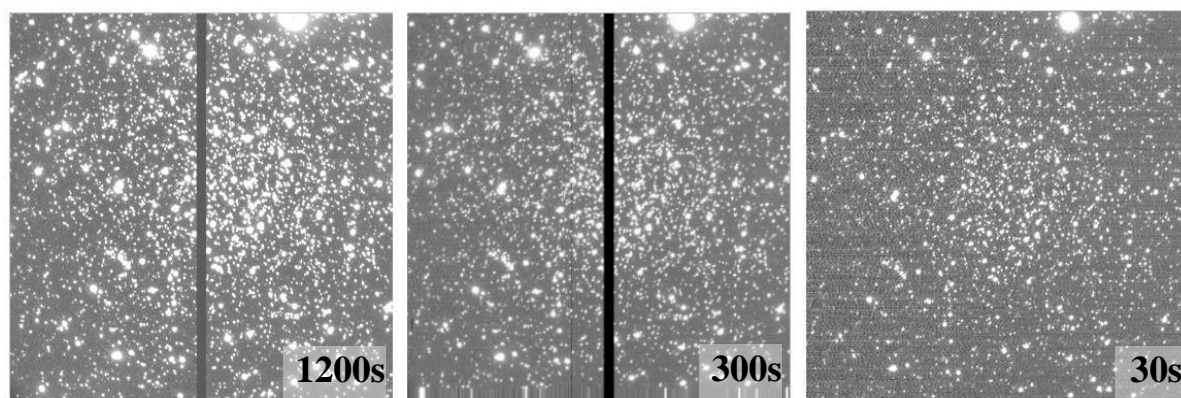


Figura 31: Imagens na banda fotométrica B em três diferentes tempos de exposição.

Para realizar a fotometria utilizamos a tarefa DAOPHOT (Dominion Astrophysical Observatories; Stetson, 1987) no software IRAF (Image Reduction and Analysis Facility, do National Optical Astronomy Observatories, <http://iraf.noao.edu>). Os parâmetros necessários

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

para que a tarefa *daofind* possa encontrar as estrelas na imagem são: desvio padrão (sigma), limite de detecção (*threshold*) e a largura à meia altura (FWHM – full width at half maximum). As estimativas dos valores de sigma e FWHM podem ser determinadas com o auxílio da tarefa *imexamine*. Essa tarefa realiza uma fotometria interativa, ou seja, aponta-se o cursor para uma estrela da imagem e, dependendo do que se quer obter, utilizam-se os seguintes comandos: o comando “a” (de fotometria de abertura) fornece uma tabela com vários parâmetros da estrela escolhida. Dentre eles está o parâmetro chamado *sky*, que é a medida do céu ao redor da estrela e também o valor do FWHM. Já o comando “r” fornece um perfil radial da estrela que mostra se há saturação. Com esses dois parâmetros medidos para em torno de dez estrelas, calcula-se a média e assumindo uma distribuição randômica, a raiz quadrada da média do parâmetro *sky* é definida como desvio padrão (sigma).

A tarefa *daofind* examina a imagem e mede o pico de contagens dentro de um círculo de raio igual ao FWHM, seguida de uma estimativa do fundo atrás da estrela. Então esse valor de fundo é subtraído do valor total de contagens e o valor resultante é dividido pelo valor do sigma do céu. Se esse valor for maior do que o valor do *threshold*, esse ponto é contado como estrela. O valor do *threshold* usado geralmente é entre quatro e seis vezes o sigma do céu. Um valor muito baixo de *threshold* poderia causar a medida de pontos que não são estrelas, apenas flutuações randômicas de fundo, mas um valor muito alto deixaria de detectar as estrelas mais fracas. Utilizamos um valor de 4 sigma.

Para os nossos dados, todas as imagens foram colocadas no sistema de coordenadas da imagem B1200 (banda fotométrica: B, tempo de exposição: 1200s). Por esse motivo e também pelo fato de que essa imagem apresenta o menor valor de FWHM, o arquivo de saída do *daofind* utilizado para todo o estudo foi gerado nessa imagem. Foram detectadas cerca de 4700 estrelas.

O arquivo de saída da tarefa *daofind* fornece, dentre outras coisas, uma identidade e as coordenadas das estrelas (em pixels). Esse arquivo é então utilizado na tarefa *phot* que realiza a fotometria de abertura (FA) das estrelas. Nessa tarefa, para obter a magnitude das estrelas, é necessário definir o tamanho da abertura para a qual será medido o número de fótons incidentes da estrela +céu e o diâmetro do anel ao redor dessa estrela que fornecerá o valor do céu (*annulus* = raio central do anel, *dannulus*=largura do anel). Esse valor de céu será subtraído da medida dos fótons incidentes dentro do círculo. Também é necessário atribuir um valor inicial ao ponto zero de magnitude, para o qual utilizamos 25 magnitudes. Esse ponto zero é arbitrário e é corrigido quando fazemos a calibração com estrelas padrões.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Realizamos a fotometria com três valores diferentes de abertura (1FWHM, 2FWMH e 3FWHM), visando determinar qual o valor que minimizava o espalhamento no diagrama cor-magnitude. Na tabela 6 estão listados os valores dos parâmetros FWHM, sigma, céu, annulus e abertura para cada uma das imagens obtidas.

Imagem	FWHM (")	σ (contagens)	Céu (contagens)	Annulus (")
n6366B1800	0.98	32.0	1022	2.45
n6366B1200	0.84	29.0	804	2.11
n6366B300	0.92	14.0	188	2.30
n6366B30	1.07	6.4	21	2.68
n6366V1800	0.92	44.2	1957	2.30
n6366V1200	0.90	40.0	1611	2.26
n6366V300	0.95	18.0	312	2.37
n6366V30	1.01	6.3	39	2.52
n6366I1800	1.15	102.5	10500	2.91
n6366I1200	0.89	83.5	6966	2.22
n6366I300	1.21	41.0	1686	3.01
n6366I30	0.95	15.0	215	2.37

Tabela 6: Parâmetros iniciais utilizados para a fotometria de abertura para cada imagem.

As imagens de 1800s foram descartadas devido ao fato de que o fundo estava muito ruidoso, causando uma incerteza maior na determinação da magnitude, sem nenhum ganho de profundidade em luminosidade.

Como pode ser observado nos diagramas cor-magnitude (figura 32 a, b e c), o espalhamento das estrelas é muito alto quando a abertura é de 2 ou 3 FWHM. Isso porque quanto maior o valor da abertura, maior a possibilidade de que fótons incidentes que não pertençam à estrela entrem na contagem total de fótons modificando significativamente a medida da magnitude, e por que uma abertura maior inclui mais contagens e ruído de céu. Portanto adotamos o valor de abertura de 1 FWHM de raio. Este valor é coerente com os estudos de Howell (1992) e O'Donoghue et al. (2000) de que, para estrelas fracas, 1 FWHM produz o menor espalhamento. Estas análises também mostram que para estrelas isoladas, a fotometria por abertura sempre resulta em maior precisão pois conta todos os fótons da estrela.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

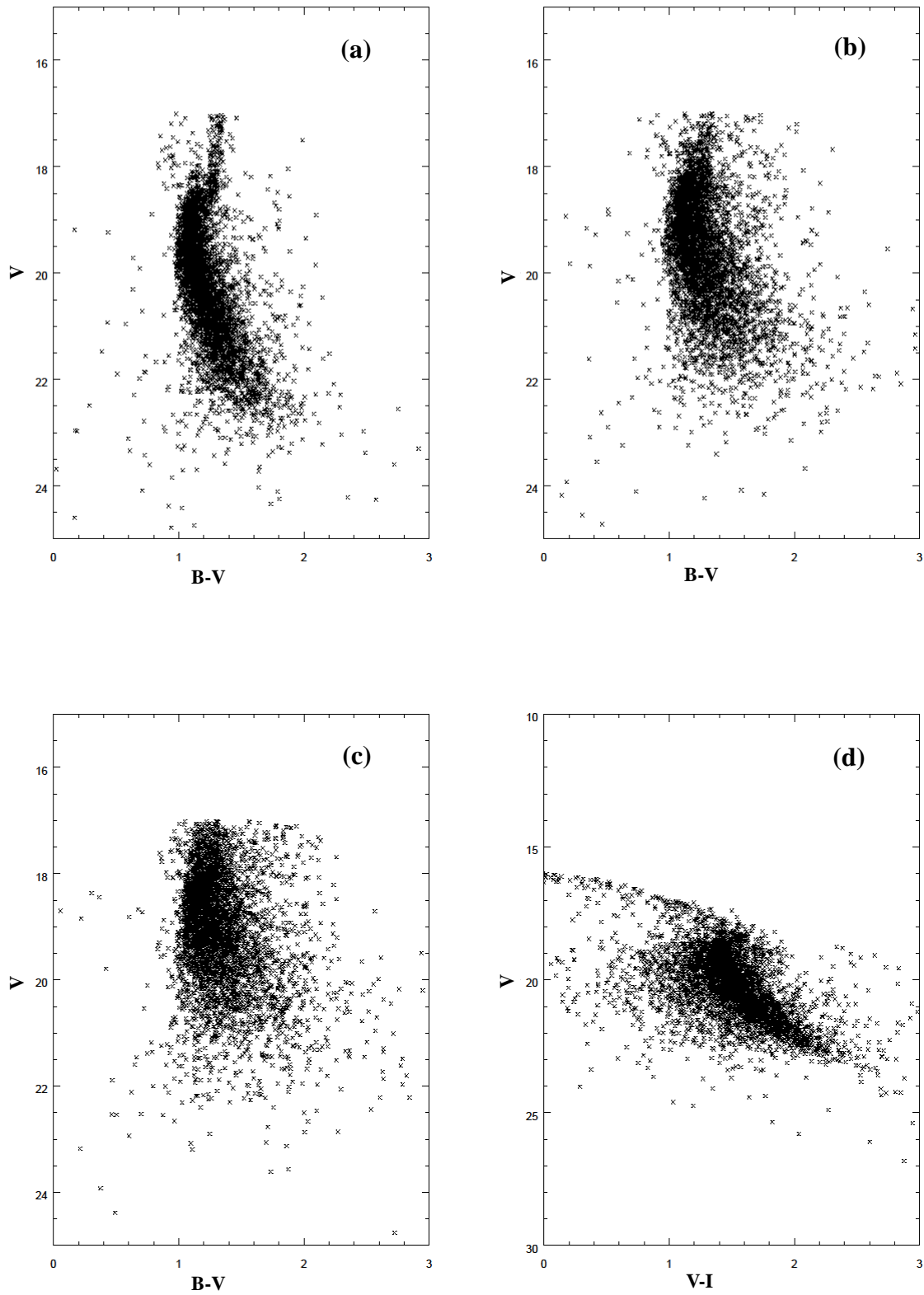


Figura 32: (a), (b) e (c) Diagramas cor-magnitude nas bandas B e V, tempo de exposição de 1200s, com aberturas de 1, 2 e 3 FWHM respectivamente. O corte em $V=17$ é devido à saturação. (d) Diagrama cor-magnitude nas bandas V e I, tempo de exposição de 1200s, que demonstra o efeito do espalhamento nas magnitudes da banda I.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Quando construímos o diagrama cor-magnitude $V \times V-I$ (figura 32-d) foi possível notar um problema resultante de um defeito no instrumento na época em que as imagens foram obtidas. O telescópio SOAR, em 2005, ainda tinha o problema de deformação do espelho e contaminação por luz espalhada dentro do SOI (SOAR Optical Imager), o que causava um alto espalhamento nas imagens na banda I, e movimento descoordenado do telescópio que, como será visto, afetou a função de espalhamento puntual (PSF) das estrelas.

Apesar de NGC 6366 ser relativamente aberto e as nossas imagens cobrirem apenas aproximadamente um terço de seu tamanho, ele apresenta um pouco do efeito de confusão de fonte. Visando minimizar esse efeito, realizamos a fotometria com o ajuste da função de espalhamento puntual (PSF).

Com a tarefa *psf* escolhemos, no arquivo de saída do *phot*, em média, 23 estrelas para que se pudesse calcular e construir a PSF (figura 33). Essas estrelas estão abaixo do limite de saturação, não têm vizinhas muito próximas, alto ruído ou defeitos no detector próximo a elas. Então a tarefa *peak* ajusta essa PSF individualmente a cada estrela e obtém o valor da magnitude instrumental de cada estrela.

Pode-se notar na figura 33 que a PSF é aproximadamente elipsoidal. Isso ocorreu devido ao movimento descoordenado do telescópio SOAR na época em que as imagens foram feitas. Em 2006 foram trocados os suportes laterais do espelho por atuadores e a fita de codificadores de posição (*coders*), para minimizar as deformações na imagem e foram colocados supressores de reflexão (*baffle tubes*) tanto no telescópio quanto no próprio SOI, para minimizar a luz espalhada.

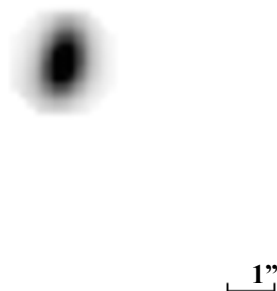


Figura 33: PSF ampliada da imagem na banda B tempo de exposição 1200s.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Na figura 34 apresentamos uma comparação entre as incertezas das medidas das magnitudes das estrelas através do método de abertura e ajuste de PSF. O que observamos nesse gráfico foi que a incerteza obtida com a PSF é maior do que a obtida com a fotometria de abertura. Mas isso só ocorre devido ao fato de que a PSF faz um ajuste da função às estrelas, já a fotometria de abertura mede número de fótons incidentes dentro de uma determinada abertura, o que gera menos incerteza na medida, mas esses fótons não são todos provenientes dessa estrela, se houver sobreposição de imagens.

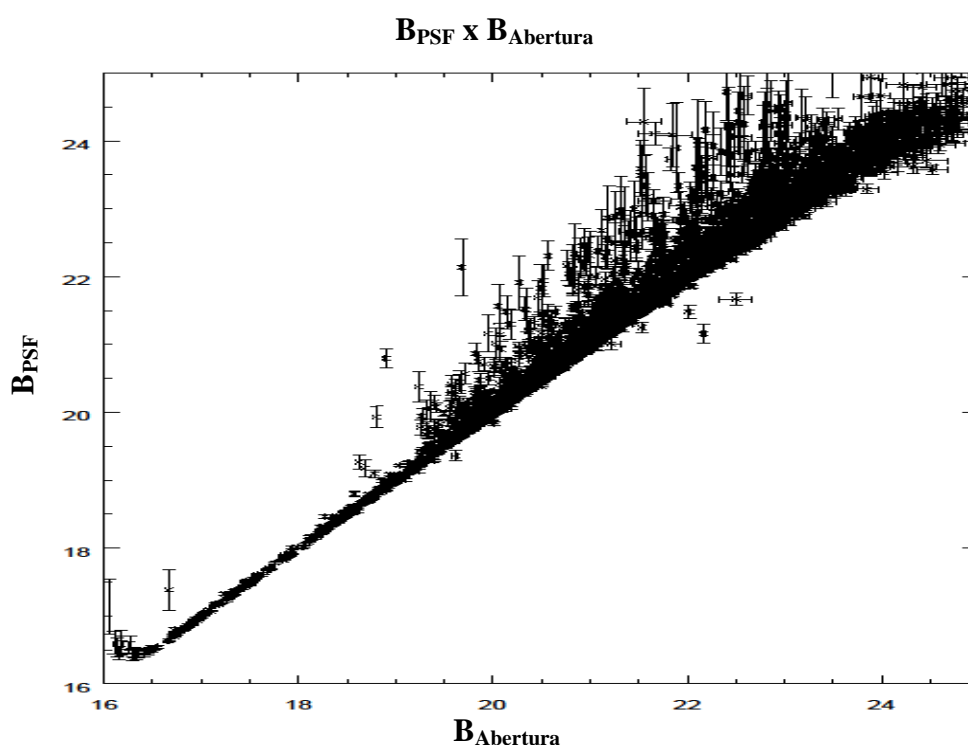


Figura 34: Comparação entre medidas obtidas com fotometria de abertura e por função de espalhamento pontual para a imagem de 1200s. As magnitudes mais brilhantes do que 17 estão saturadas, e não foram utilizadas na tabela fotométrica final.

Após a obtenção das magnitudes instrumentais realizamos a calibração para o sistema fotométrico padrão. Foram testadas as equações de calibração com o campo de estrelas padrões medido com o SOAR nas mesmas noites das observações, as de Barbuy et al. (2006), Baptista (2007) e estrelas padrão do Stetson do próprio aglomerado obtidas no site <http://www3.cadc-ccda.hia-ihp.nrc-cnrc.gc.ca/community/STETSON/standards/> (em 11/03/2008 e por comunicação pessoal). A calibração que produziu o menor espalhamento foi a obtida com as estrelas padrão do Stetson.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Em torno de vinte estrelas do campo do SOAR foram encontradas dentre a lista das estrelas padrão do Stetson. Com essas estrelas calculamos, através do método de mínimos quadrados, as equações de conversão das bandas fotométricas B e V. Para cada imagem, (BV; 1200s, 300s, 30s) calculamos a equação de conversão. As equações estão listadas na tabela 7. Uma comparação entre as estrelas padrões do Stetson e as estrelas do campo do SOAR pode ser vista na figura 35.

Banda	Tempo de exposição(s)	Equação de calibração
B	30	$B = (0.9729 \pm 0.0197) * b + (0.6587 \pm 0.3648)$
B	300	$B = (0.9377 \pm 0.0175) * b + (1.1409 \pm 0.3316)$
B	1200	$B = (0.9327 \pm 0.0264) * b + (1.4241 \pm 0.5003)$
V	30	$V = (0.9971 \pm 0.0019) * v$
V	300	$V = (0.9795 \pm 0.0015) * v$
V	1200	$V = (1.0002 \pm 0.0018) * v$

Tabela 7: Equações de calibração para o sistema fotométrico padrão. As letras maiúsculas correspondem às magnitudes calibradas e as minúsculas às instrumentais. O ponto zero para as magnitudes instrumentais adotado foi 25.

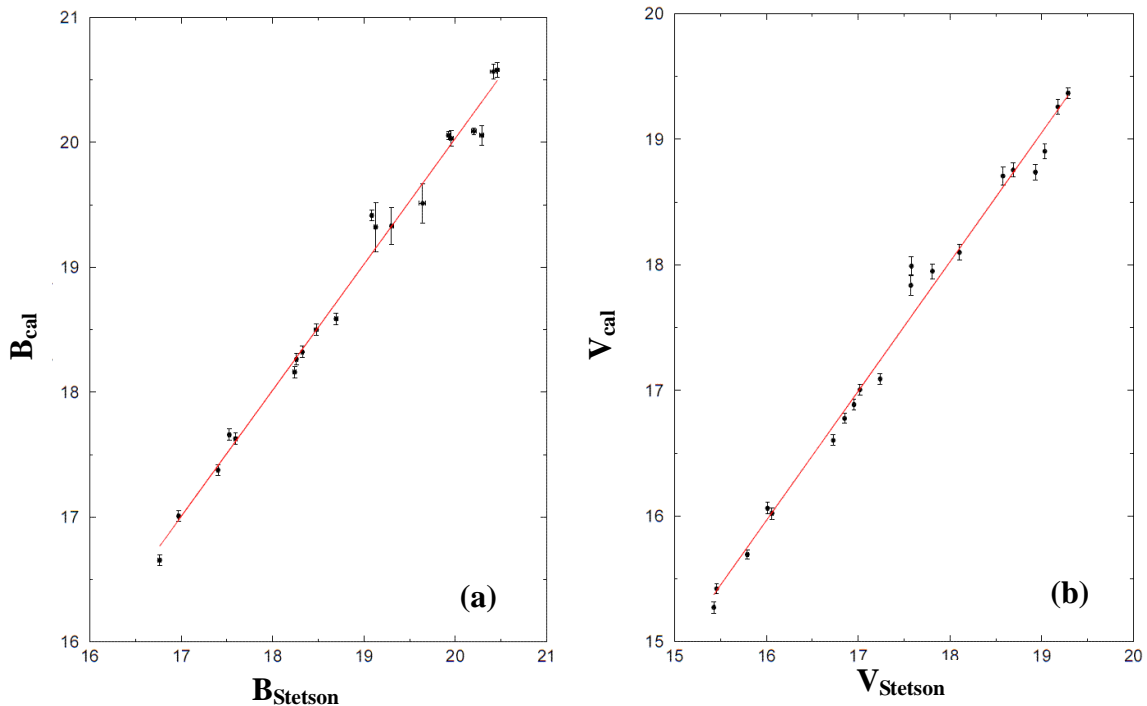


Figura 35: Comparação entre as estrelas calibradas e estrelas padrão do Stetson nas bandas B (a) e V (b).

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Quando analisamos as equações de calibração notamos que quando incluímos um termo de cor, (B-V), sempre resultava em incertezas no coeficiente maiores do que o valor. Como o aglomerado globular NGC 6366 tem idade maior do que 10 Ganos, as estrelas azuis mais brilhantes já evoluíram. As azuis mais fracas (anãs brancas) não foram alcançadas nas estrelas padrões. A maioria das estrelas observadas nos dados do SOAR são vermelhas e, portanto, as estrelas padrões do Stetson encontradas em comum com o campo do SOAR também o são. Portanto não pudemos medir um termo de cor, se existe.

Outro aspecto a ser mencionado é a incerteza nos valores do ponto zero nas calibrações para a banda fotométrica B. Os valores de incerteza no ponto zero encontrados pelo método de mínimos quadrados são incertezas externas para as estrelas de calibração vermelhas, em relação a magnitude 25. Quando comparamos a magnitude de estrelas que são comuns às três imagens com tempos de exposição diferentes, a incerteza interna nunca ultrapassa 0.2 magnitudes. Também não houve nenhum ganho quando utilizamos médias ponderadas para as medidas das estrelas detectadas em mais de uma exposição.

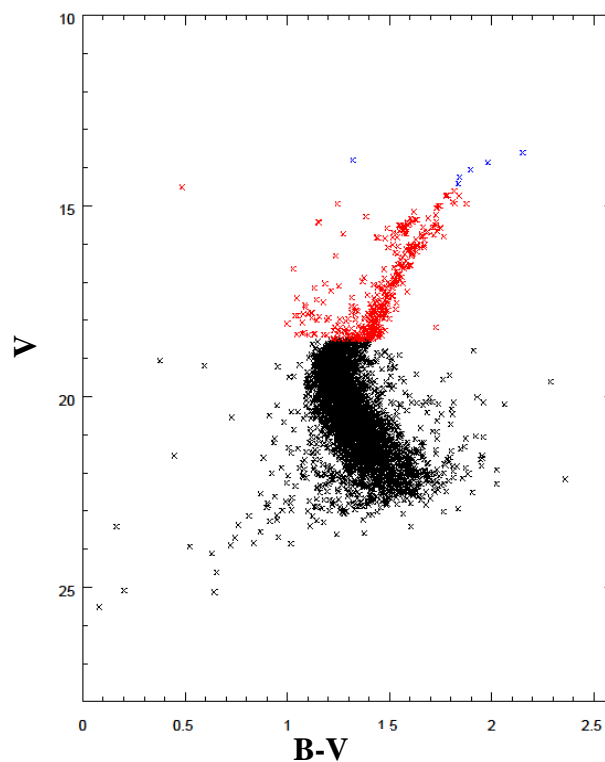


Figura 36: Diagrama cor-magnitude da tabela fotométrica final do aglomerado globular NGC6366. As estrelas mais fracas do que $V=18.5$ vêm das imagens de 1200s de exposição, as entre $18.5 < V < 15$ vêm das imagens de 300s e as mais brilhantes que $V=14.9$ vêm das imagens de 30s.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

De posse das tabelas fotométricas, para que seja possível fazer o diagrama cor-magnitude, realizamos uma análise prévia dos diagramas cor-magnitude para cada tempo de exposição visando eliminar o efeito da saturação. Com isso determinamos a partir de que magnitude seria utilizado cada tempo de exposição (figura 36). E então geramos tabela fotométrica final dos dados. Vemos que nosso limite de 4σ levou à detecção até $V=23.5$, 1.5 magnitudes abaixo do publicado por Alonso et al. (1997), mas parecido com os dados de Rosenberg et al. (2000) que é de aproximadamente 4.5 magnitudes abaixo do ponto de saída da seqüência principal.

3.1.2 Tabela fotométrica HST/ACS

Outra parte dos dados do aglomerado globular NGC 6366 que utilizamos vêm da tabela fotométrica obtida com a *Advanced Camera for Surveys* no Telescópio Espacial Hubble (HST/ACS), publicada em Sarajedini et al. (2007). Essa tabela fotométrica, juntamente com as tabelas de outros oito aglomerados globulares, está disponível em http://www.astro.ufl.edu/~ata/public_hstgc. O tamanho do campo observado é de $3' \times 3'$. A comparação entre o campo coberto pelo SOAR ($5' \times 5'$) e o da HST/ACS estão ilustrados na figura 37.

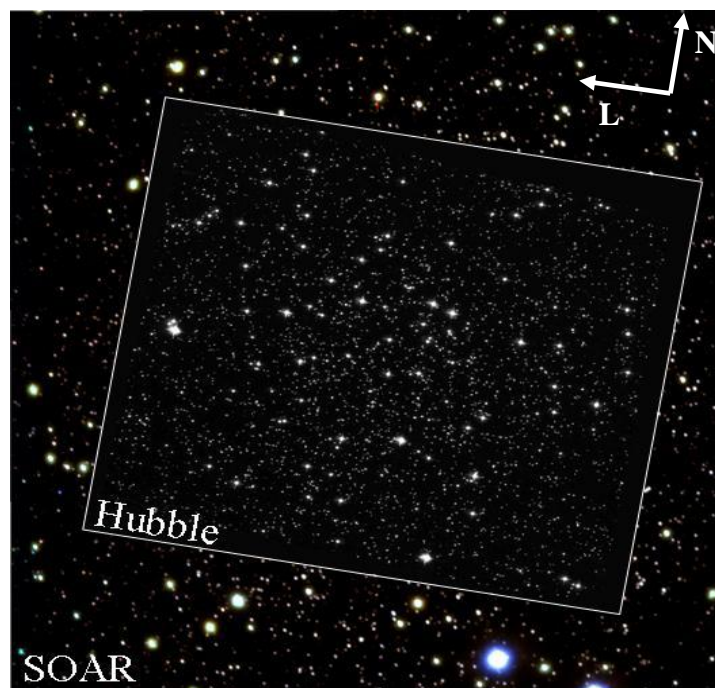


Figura 37: Imagens SOAR e Hubble sobrepostas, mostrando a comparação entre o tamanho do campo coberto pelo SOAR($5' \times 5'$) e o campo coberto pelo HST/ACS ($3' \times 3'$).

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Esses dados foram obtidos em março de 2006 nas bandas fotométricas F606W ($\lambda_{\text{central}}=6060\text{\AA}$) e F814W ($\lambda_{\text{central}}=8140\text{\AA}$) com o telescópio espacial Hubble (HST/ACS). Cada banda fotométrica foi observada por uma órbita, com uma imagem de tempo de exposição curto (10.4s) e quatro longos (140s). As imagens com tempo de exposição mais curto foram utilizadas para medir as estrelas mais brilhantes do que F606W~15. O diagrama cor-magnitude desses dados pode ser visto na figura 38.

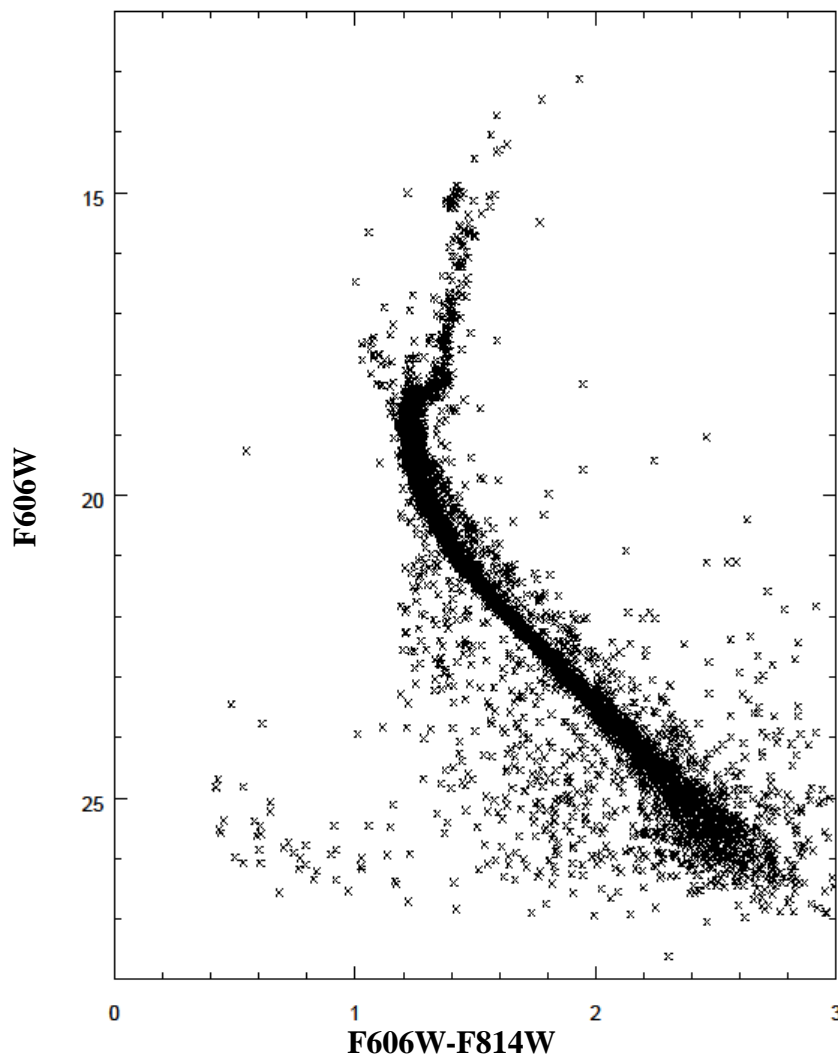


Figura 38: Diagrama cor-magnitude construído com a tabela fotométrica dos dados publicados por Sarajedini et al (2007).

3.1.3 Ajuste das Isócronas

Baseados na ampla margem de valores de metalicidade já publicados para o aglomerado globular NGC 6366 e levando em consideração que ele é classificado no grupo de aglomerados globulares mais velhos por Marín-Franch et al. (2008), geramos uma grade de isócronas de Padova (http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd_angst2.1) com idades entre 10 e 13.5 Ganos e metalicidade (Z) entre 0.0015 e 0.0045 ($Z=Z_{\text{Sol}}*10^{[\text{Fe}/\text{H}]}$). Ajustamos esses modelos visualmente aos dados (o olho humano em geral utiliza o método de mínimos quadrados com vínculos) utilizando o pacote gráfico Supermongo (<http://www.astro.princeton.edu/~rhl/sm/>).

Com os dados do SOAR que foram obtidos para o aglomerado globular NGC 6366 foi possível atingir 1.5 magnitudes mais fracas do que o diagrama BxB-V publicado anteriormente por Alonso et al. (1997) mas similar ao de Rosenberg (2000). O MSTO se localiza em $V \approx 18.8$.

O melhor ajuste de isócronas foi obtido com o modelo de idade igual a 11 Ganos e $Z=0.0040$ (figura 39). Com os dados do SOAR não fica tão evidente a melhora no ajuste da isócrona de $Z=0.0040$ em relação à de $Z = 0.0021$. Por isso o ajustamos as isócronas nos dados HST/ACS antes de ajustarmos nos do SOAR, pois como veremos na figura 40, a diferença dos dois modelos fica evidente. Os valores de módulo de distância aparente e avermelhamento obtidos com o melhor ajuste de isócronas foram, respectivamente, $(m-M)_V=14.90 \pm 0.20$ e $E(B-V)=0.66 \pm 0.02$ (figura 41). O paralelogramo vermelho, na figura 41, marca a área onde é possível observar uma população de cerca de 20 *blue stragglers*. Também é possível visualizar um ajuntamento vermelho (*red clump*) em $15 < V < 16.4$. A determinação do módulo de distância absoluta, bem como o problema na determinação do avermelhamento interestelar total, será discutida na seção 3.1.4.

A tabela fotométrica dos dados de NGC6366 de Sarajedini et al. (2007) alcança sete magnitudes mais fracas do que o MSTO que se localiza em $F606W \approx 18.4$, como pode ser visto na figura 40. A principal diferença entre os dois modelos ajustados está no ramo assintótico das gigantes. O paralelogramo vermelho, na figura 42, marca a área onde é possível observar uma população de cerca de 30 *blue stragglers*. O paralelogramo verde marca as cerca de 30 possíveis anãs brancas, e o *red clump* pode ser visto em $14.8 < F606W < 15.2$.

Novamente, o melhor ajuste de isócronas foi obtido com o modelo de idade igual a 11 Ganos e $Z=0.0040$ (figura 42). Os valores de módulo de distância aparente e

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

avermelhamento obtidos foram, respectivamente, $(m-M)_{F606W}=14.70\pm 0.10$ e $E(F606W-F814W)=0.73\pm 0.02$.

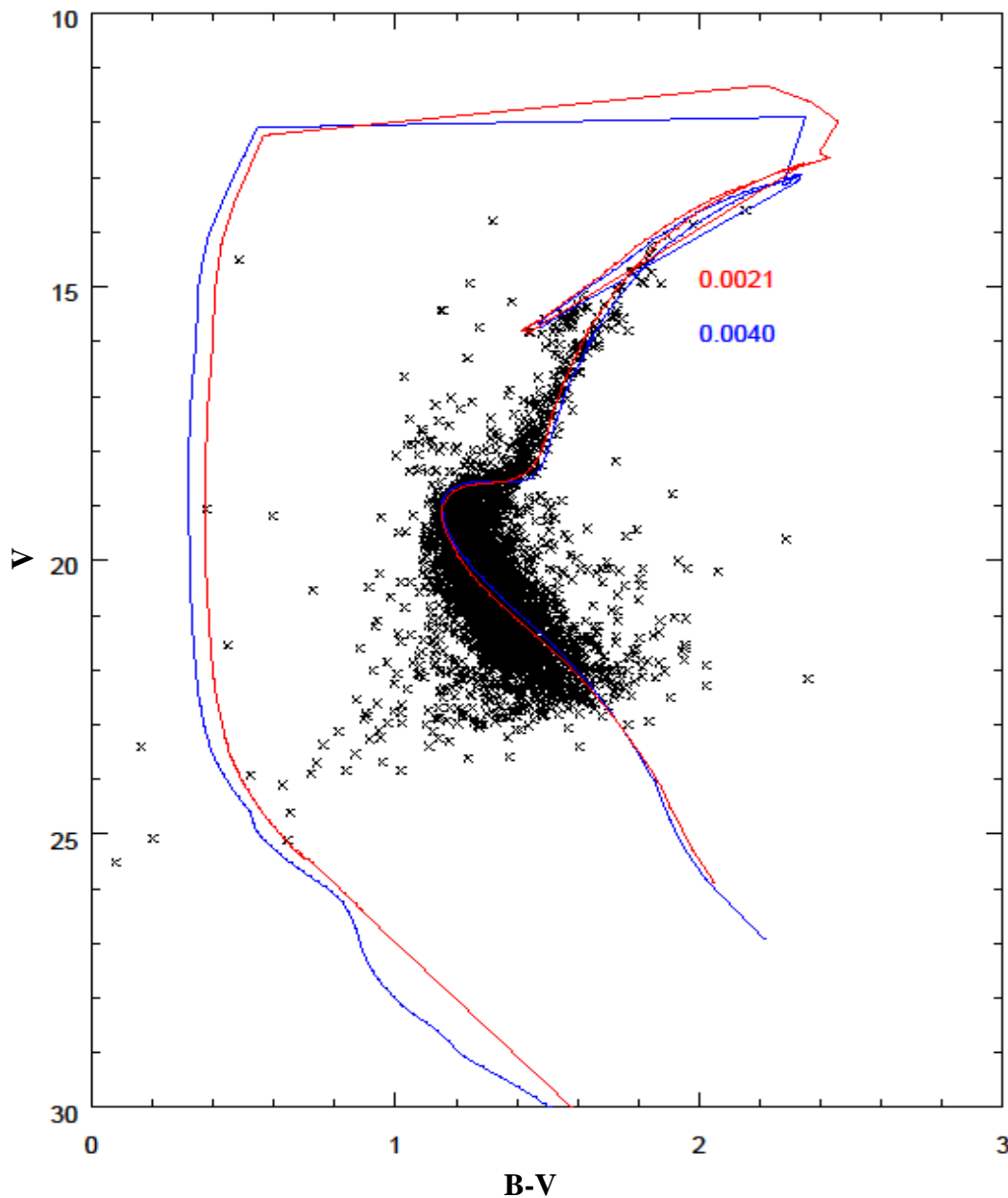


Figura 39: Diagrama cor-magnitude de NGC 6366, com dados obtidos com o telescópio SOAR, com isócronas de 11 Ganos e $Z=0.0021$ e $Z=0.0040$. Não há diferença significativa entre o ajuste dos dois modelos, mas essa diferença está mais evidente nos dados HSC/ACS da figura 42.

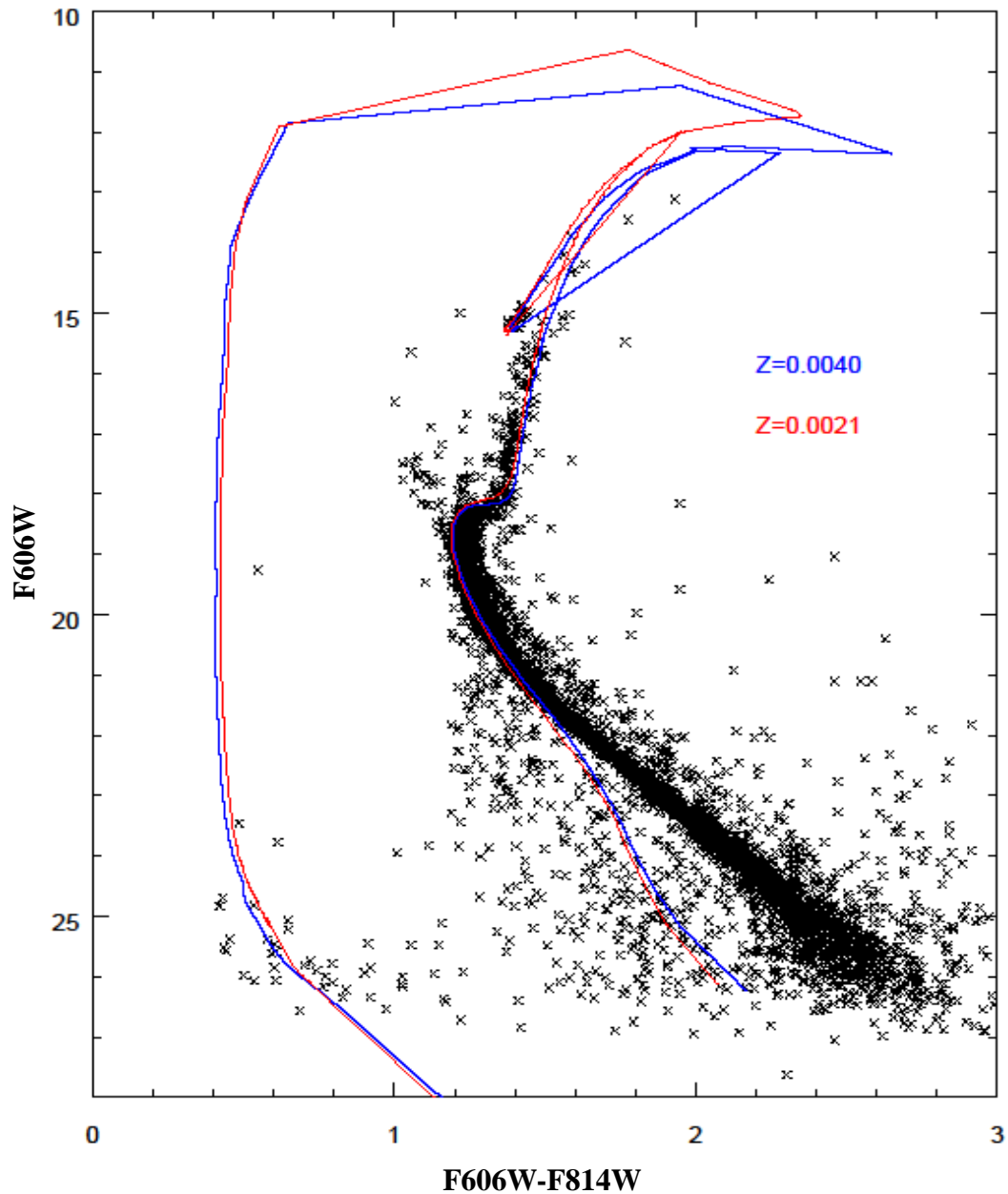


Figura 40: Diagrama cor-magnitude de NGC 6366, com dados obtidos com o Telescópio Espacial Hubble, com isócronas de 11 Ganos e $Z=0.0021$ $Z=0.0040$. O modelo de $Z=0.0021$ não se ajusta aos dados no ramo das supergigantes e no ramo das sub-gigantes ele tem uma volta mais abrupta que não aparece nos dados.

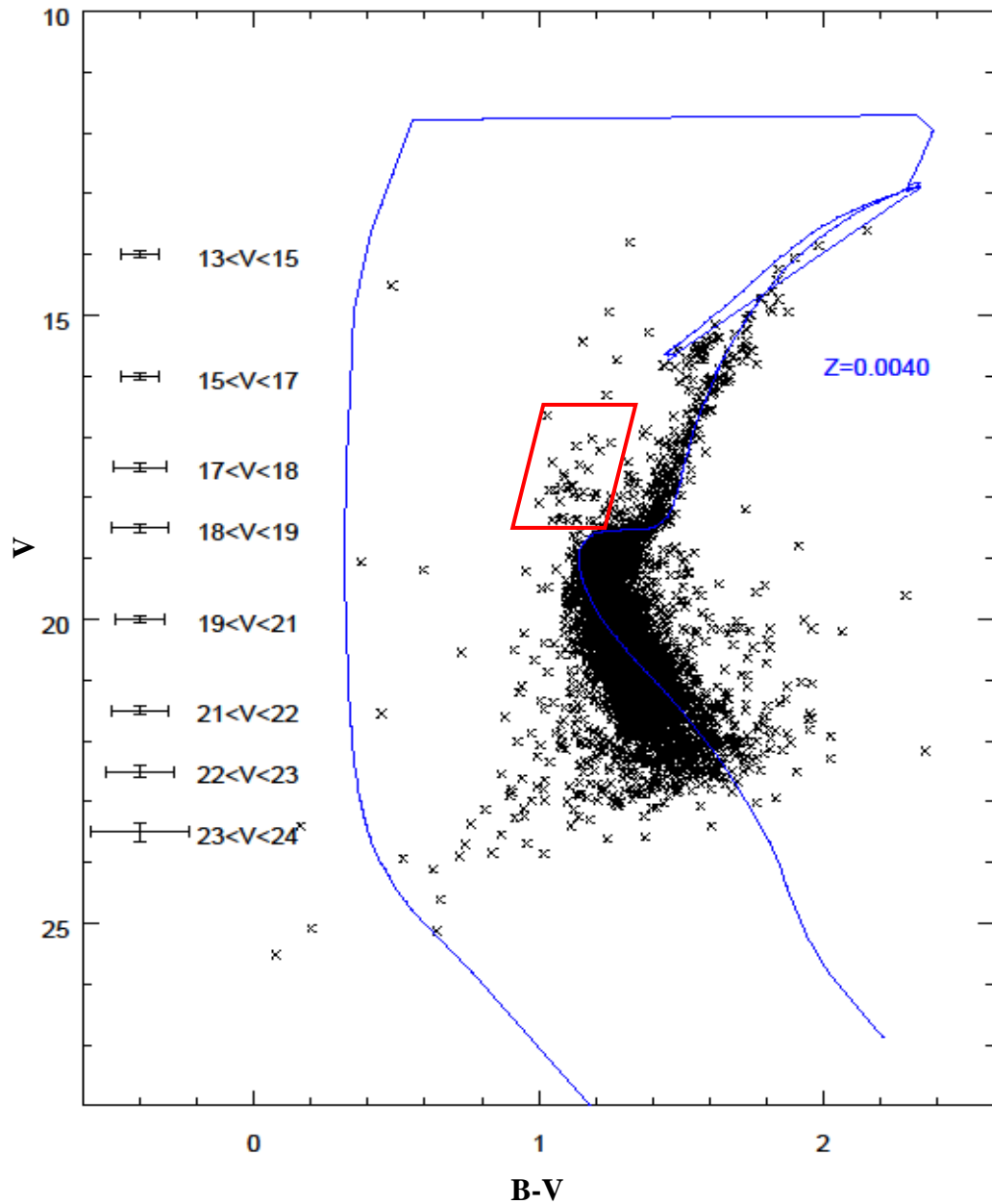


Figura 41: Diagrama cor-magnitude do aglomerado globular NGC 6366, com dados obtidos com o telescópio SOAR, com isócrona de 11 Ganos e $Z=0.0040$ resultando nos parâmetros $(m-M)_V=14.90\pm 0.20$ e $E(B-V)=0.66\pm 0.02$. O paralelogramo vermelho marca a área onde é possível observar uma população de cerca de 20 *blue stragglers*. Também é possível visualizar um ajuntamento vermelho (*red clump*) em $15 < V < 16.4$. À esquerda estão as incertezas setoriais na magnitude e cor; a barra de incerteza tem um tamanho total de 2σ .

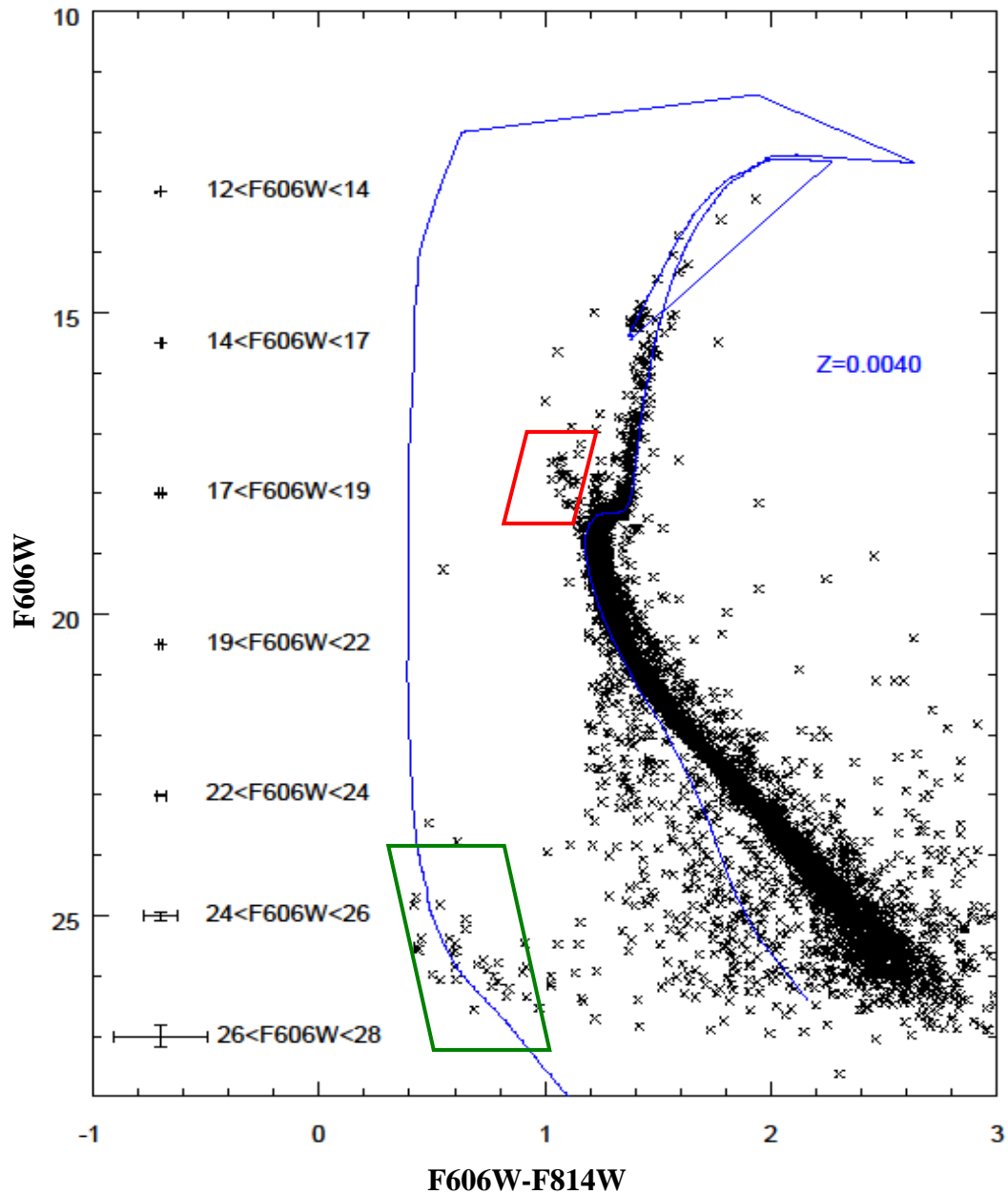


Figura 42: Diagrama cor-magnitude do aglomerado globular NGC 6366, com dados obtidos com o telescópio espacial Hubble, com isócrona de 11 Ganos e $Z=0.0040$ resultando nos parâmetros $(m-M)_{F606W}=14.70\pm 0.10$ e $E(F606W-F814W)=0.73\pm 0.02$. O paralelogramo vermelho marca a área onde é possível observar uma população de cerca de 30 *blue stragglers*. O paralelogramo verde marca as cerca de 30 possíveis anãs brancas, e o *red clump* pode ser visto em $14.8 < F606W < 15.2$. À esquerda estão as incertezas setoriais na magnitude e cor; a barra de incerteza tem um tamanho total de 2σ .

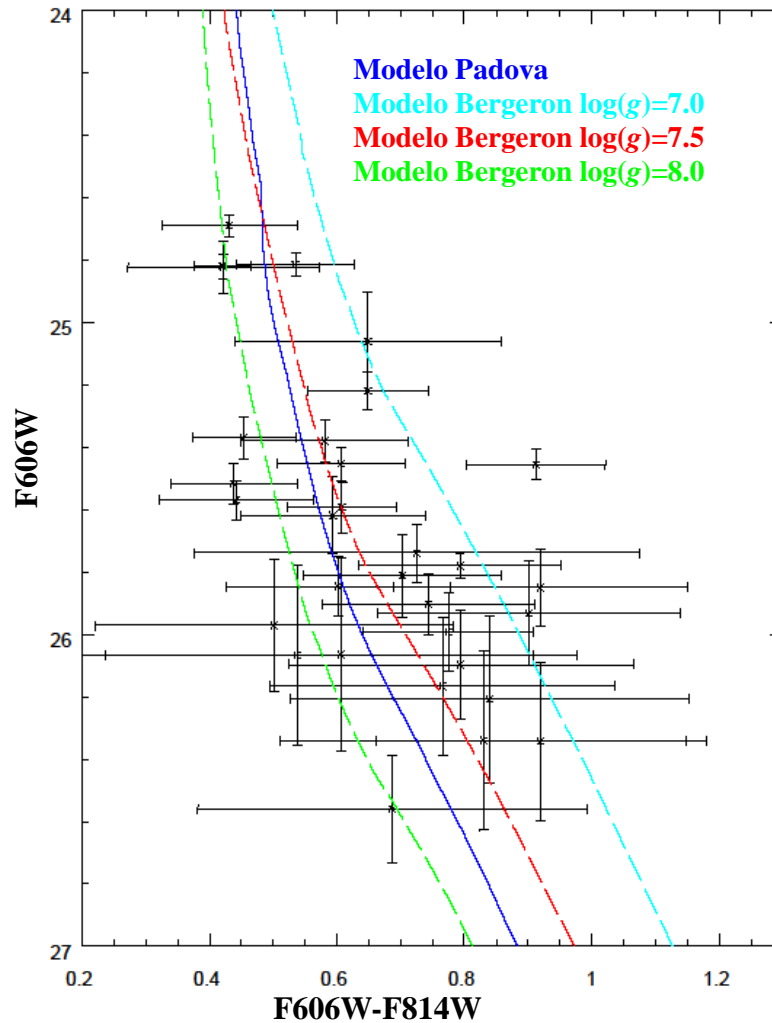


Figura 43: Possíveis anãs brancas do aglomerado globular NGC 6366 com as respectivas incertezas individuais. A linha contínua azul é o modelo de Padova com 11 Ganos e $Z=0.0040$ e relação massa inicial-final teórica interna do modelo de Padova. As linhas pontilhadas vermelha, ciano e verde são os modelos de anãs brancas de Bergeron com $\log(g)=7.0$, 7.5 e 8.0 respectivamente.

Quando ajustamos os modelos aos dados HST/ACS, observamos a presença de 31 possíveis anãs brancas (paralelogramo verde – figura 42). Então ajustamos modelos de anãs brancas com as cores dos filtros do HST/ACS, calculados por Pierre Bergeron em 2008 (comunicação privada) (figura 43). É possível notar que muitas dessas possíveis candidatas à anãs brancas se localizam no intervalo de $7.0 < \log(g) < 8.0$ com incertezas menores do que 0.3 magnitudes em F606W e 0.1 em F606W-F814W. Na tabela 8 estão listadas as possíveis anãs brancas.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

ID	F606W	Σ_{F606W}	F606W-F814W	$\Sigma_{(F606W-F814W)}$	A R	DEC
5138	24.820	0.0339	0.421	0.0442	261.9249656	-5.0554280
1276	24.823	0.0828	0.422	0.1500	261.9103499	-5.0909864
234	24.690	0.0353	0.431	0.1061	261.9512475	-5.1014317
2262	25.516	0.0655	0.438	0.0993	261.9568571	-5.0824352
1358	25.570	0.0631	0.442	0.1210	261.9500488	-5.0902791
2677	25.370	0.0677	0.454	0.0812	261.9232025	-5.0788090
2165	25.971	0.2125	0.502	0.2805	261.9562553	-5.0832177
1525	24.814	0.0373	0.535	0.0920	261.9379899	-5.0886682
156	26.067	0.2883	0.538	0.3715	261.9113035	-5.1023736
1718	25.380	0.0682	0.581	0.1309	261.9260547	-5.0870482
1664	25.618	0.1247	0.594	0.1447	261.9236305	-5.0875006
5632	25.846	0.0940	0.602	0.1759	261.9534579	-5.0484302
1980	25.454	0.0554	0.606	0.1007	261.9192029	-5.0847855
2586	26.065	0.3099	0.607	0.3694	261.9225300	-5.0796678
1403	25.593	0.0821	0.608	0.0867	261.9440579	-5.0898015
5494	25.219	0.0600	0.649	0.0954	261.9385598	-5.0514545
4801	25.060	0.1575	0.649	0.2095	261.9585843	-5.0593018
1167	26.560	0.1707	0.687	0.3053	261.9096603	-5.0921097
5259	25.811	0.1328	0.703	0.1553	261.9327507	-5.0541492
2354	25.739	0.0930	0.726	0.3488	261.9274502	-5.0816924
2789	25.903	0.0981	0.744	0.1676	261.9287840	-5.0779378
1504	26.166	0.2224	0.766	0.2708	261.9291056	-5.0888486
872	25.992	0.1274	0.775	0.1329	261.9087002	-5.0949215
380	25.780	0.0409	0.794	0.1588	261.9479576	-5.0998642
4325	26.097	0.1752	0.795	0.2714	261.9217695	-5.0638835
5434	26.340	0.2871	0.830	0.3184	261.9252452	-5.0521748
4930	26.208	0.2688	0.840	0.3132	261.9460613	-5.0576934
4975	25.933	0.1677	0.902	0.2369	261.9141440	-5.0572544
86	25.456	0.0492	0.913	0.1087	261.9352879	-5.1031588
5439	25.850	0.1250	0.920	0.2297	261.9170373	-5.0521452
2042	26.343	0.2528	0.920	0.2597	261.9234652	-5.0843520

Tabela 8: Possíveis anãs brancas de NGC 6366 da tabela fotométrica de Sarajedini et al.(2007) e suas identidades (em Sarajedini et al. 2007), magnitude na banda F606W, incerteza na magnitude, cor F606W-F814W, incerteza na cor ascensão reta e declinação, respectivamente.

Com o ajuste das isócronas nos dois diagramas cor-magnitude foi possível obter o valor médio da massa do MSTO. Esse valor foi obtido para cada ajuste, levando em conta os três pontos no modelo: o ponto mais azul do MSTO, um acima e um abaixo desse ponto. Para os dados do SOAR, o ponto mais azul do MSTO se localiza em $V=18.8$ e $B-V=1.17$, correspondendo a uma massa de $0.887M_{\odot}$ nas isócronas de 11G anos e $Z=0.0040$. Já para os dados HST/ACS o ponto mais azul se localiza em $F606W=18.4$ e $F606W - F814W=1.20$ que

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

corresponde à massa de $0.894M_{\text{Sol}}$.

Fazendo a média dos seis valores de massa do MSTO do modelo (ponto mais azul, um acima e um abaixo desse ponto) dos dois diagramas cor-magnitude determinamos a massa média do MSTO obtida para o aglomerado globular NGC 6366 como sendo igual a $0.889 \pm 0.017 M_{\text{Sol}}$.

Também obtivemos a tabela fotométrica $V \times V-I$ de Rosenberg et al.(2000), obtidos com o telescópio Jacobus Kapteyn de 1 metro de diâmetro. Ajustamos a isócrona de 11 Ganos e $Z=0.0040$ (figura 44) e os valores de módulo de distância aparente e avermelhamento encontrados foram $(m-M)_V=14.90 \pm 0.2$ e $E(V-I)=0.89 \pm 0.05$. De acordo com Fitzpatrick & Massa (2007), $E(V-I)/E(B-V)=1.41$ para $R_V=3.1$, então para os dados de Rosenberg et al. o avermelhamento correspondente é $E(B-V)=0.63 \pm 0.05$.

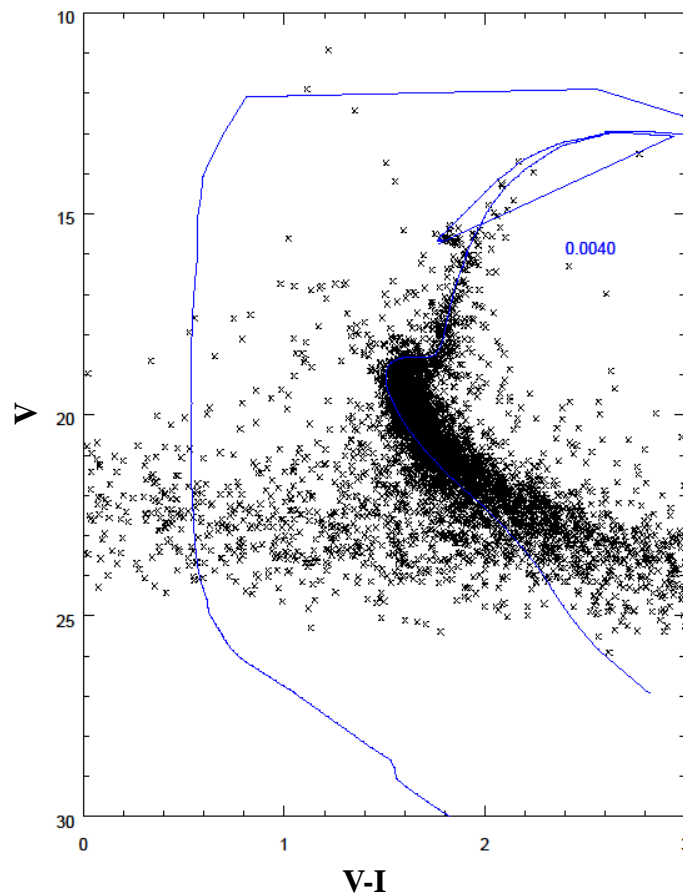


Figura 44: Diagrama cor-magnitude da tabela fotométrica de Rosenberg et al. (2000) com a mesma isócrona de Padova de 11 Ganos e $Z=0.0040$ que ajustamos nos nossos dados. Obtivemos um melhor ajuste com $(m-M)_V=14.90 \pm 0.2$ e $E(V-I)=0.89 \pm 0.05$.

3.1.4 Avermelhamento Interestelar

Já discutimos na seção 1.4.2 que o avermelhamento interestelar tem um efeito importante na determinação de distâncias absolutas, mas a incerteza associada a ele é muito grande devido ao fato de que ele pode variar drasticamente para diferentes regiões da Galáxia.

O valor médio da razão de extinção total para seletiva na banda V ($R_V=3.10\pm 0.05$ Wegner, 1993) é amplamente utilizado para determinar os valores de módulos de distância absoluta.

Utilizando $R_V=3.10\pm 0.05$ [$A_V=R_V\cdot E(B-V)$] para os nossos dados do SOAR, obtivemos que o valor do módulo de distância absoluta é igual a $(m-M)_0=12.85\pm 0.22$, o que equivale à uma distância de (3.72 ± 0.80) kpc [$(m-M)=-5+5\log(d)$; sendo d a distância em pc].

Das 1380 estrelas, distribuídas pela Galáxia, para as quais o valor de R_V foi determinado por Ducati et al. (2003), encontramos as quatro angularmente mais próximas de NGC 6366. Como pode ser visto na figura 45, a estrela mais próxima se localiza a aproximadamente 4° do aglomerado globular e tem $R_V=3.437$.

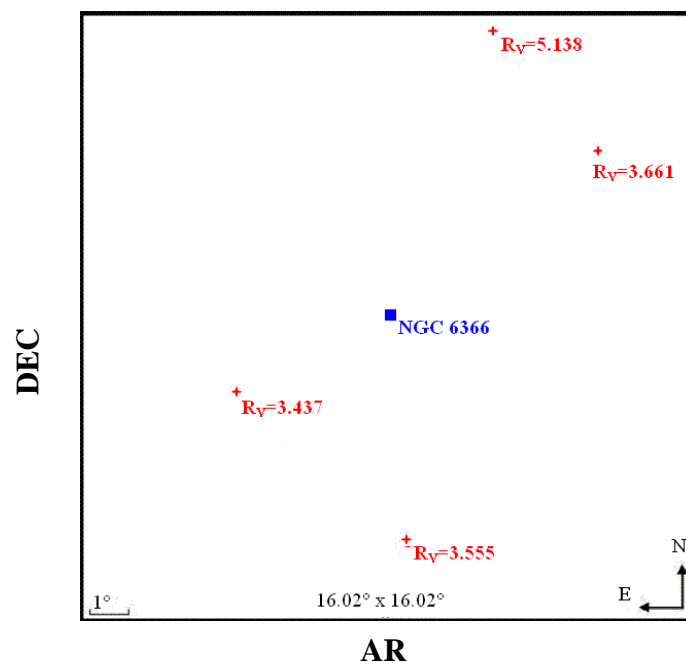


Figura 45: Figura gerada com o auxílio do software Aladin (<http://aladin.u-strasbg.fr/aladin.gml>), ilustrando a posição de quatro estrelas com o valor de R_V determinado por Ducati et al. O pequeno quadrado azul delimita uma área de $14.7' \times 14.7'$ do aglomerado globular NGC 6366.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

O valor de R_V para todas essas quatro estrelas ao redor de NGC 6366 é maior do que o valor da média de $R_V=3.10$. Com isso poderíamos argumentar que o valor de R_V para o cálculo de módulo de distância absoluta de NGC 6366 seria, no mínimo, $R_V=3.4$. O que resultaria em uma distância cerca de 10% menor do que a calculada com o valor médio de R_V . Entretanto, como foi argumentado na seção 1.4.2, efeitos dinâmicos no gás e poeira podem causar variações bruscas no valor de R_V , tornando possível que o avermelhamento em um determinado ponto de uma região seja muito maior ou menor do que a tendência da região. Portanto utilizaremos o valor médio de R_V até que estudos mais aprofundados sobre o comportamento do avermelhamento interestelar na Galáxia sejam realizados, mas ressaltamos que isto leva a uma grande incerteza na determinação da distância deste e de outros aglomerados usados para medir a distância do Sol ao centro da Galáxia e mesmo suas dimensões.

Utilizando as relações de conversão de extinção de Fitzpatrick & Massa (2007), encontramos que $E(F606W-F814W)=1.18 * E(B-V)$ e $A_{F606W}=2.40 * E(F606W-F814W)$. Aplicando o valor de $A_{F606W}=1.75 \pm 0.07$ no módulo de distância aparente que encontramos para os dados do HTS/ACS, encontramos que $(m-M)_o=12.95 \pm 0.12$, ou seja, $(3.89 \pm 0.46) \text{kpc}$ e $E(B-V)=0.62 \pm 0.02$.

Com os valores de distância encontrados nos ajustes dos dados do SOAR e do HST calculamos o valor médio para a distância e do avermelhamento e encontramos $d=(3.82 \pm 0.40) \text{kpc}$ e $E(B-V)=0.64 \pm 0.02$, com $Z=0.0040 \pm 0.0005$ e idade de $(11 \pm 1) \text{Ganos}$.

Para os dados de Rosenberg et al. (2000) utilizamos $E(B-V)/E(V-I)=1.41$ (Fitzpatrick & Massa 2007) com $A_V=1.96 \pm 0.16$ e encontramos $(m-M)_o=12.95 \pm 0.25$ o que equivale à distância de $(3.89 \pm 0.97) \text{kpc}$, valor que é coerente, dentro das incertezas, com os valores que encontramos com os dados do SOAR e HST/ACS.

3.2 NGC 6397

Com dados do HST, o aglomerado globular NGC 6397 foi o primeiro a ter toda a seqüência principal detectada, até o limite de combustão do hidrogênio ($0.08M_{\text{Sol}}$). Na seqüência de esfriamento das anãs brancas os dados alcançaram até o desvio para o azul (*blue turn*) causado pela absorção induzida por colisão (e.g. Bergeron et al. 1995).

3.2.1 Tabela fotométrica HST/ACS

Os dados de NGC 6397 que utilizamos vêm das tabelas fotométricas publicadas em Richer et al. (2008) e Hansen et al. (2007). Essas tabelas foram obtidas diretamente com os autores dos artigos em 2008. Hansen nos forneceu a tabela fotométrica completa e Richer forneceu a tabela para as estrelas de NGC 6397 selecionadas por movimento próprio comum.

Os dados de Richer et al. (2008) e Hansen et al. (2007) foram medidos em março de 2005 nas bandas fotométricas F606W e F814W com o Telescópio Espacial Hubble (HST/ACS) e correspondem a uma série de imagens obtidas em 126 horas de observação (4.7 dias) que consistem em 252 exposições (147.7 ks) em F814W e 126 exposições (93.4 ks) em F606W. Também foram obtidas imagens de curta duração (de 1 a 40s) para tornar possível o trabalho com as estrelas mais brilhantes, ou seja, evitar saturação.

Para os dados de Hansen et al. (2007) o campo de $3' \times 3'$ observado se localiza a $5'$ à sudeste do centro de NGC 6397. Essa posição foi escolhida por existirem dados da WFPC2 de 1994 e 1997 nessa posição (figura 46) que permitem a correção por movimento próprio. Entretanto, os dados da WFPC2 cobrem somente 60% da área da ACS e os tempos de exposição da WFPC2 são muito mais curtos (3.96 ks e 7.44ks respectivamente) limitando sua utilidade para estrelas mais fracas do que 27.5.

A tabela fotométrica completa contém 48.785 objetos, mas muitos não são estrelas. Para separar esses objetos das estrelas, Hansen et al. (2007) descreve como realizaram o que eles chamaram de separação estrela-galáxia. Eles argumentaram que a imagem de uma galáxia difere de uma estrela de duas maneiras quantitativas. A primeira é que as galáxias têm mais luz no envelope em relação ao núcleo do que a PSF de uma estrela (*sharpness*), e a segunda é que as galáxias podem ser alongadas (*roundness*).

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Hansen et al. (2007) derivaram duas quantidades para medir o *sharpness* e o *roundness*. O parâmetro *sharpness* mede o excesso ou o déficit do pixel central em relação ao da PSF de estrela. Um déficit indica que o objeto é parcialmente resolvido, ou seja, um objeto estendido ($sharpness < 0.02$). Para o parâmetro *roundness* é realizada uma medida da assimetria residual na imagem em um raio de 1.5 pixels. Maiores assimetrias sugerem que o objeto é parcialmente resolvido ($roundness < 0.02$). Então eles removeram todos os objetos parcialmente resolvidos, resultando em uma amostra de 8399 estrelas.

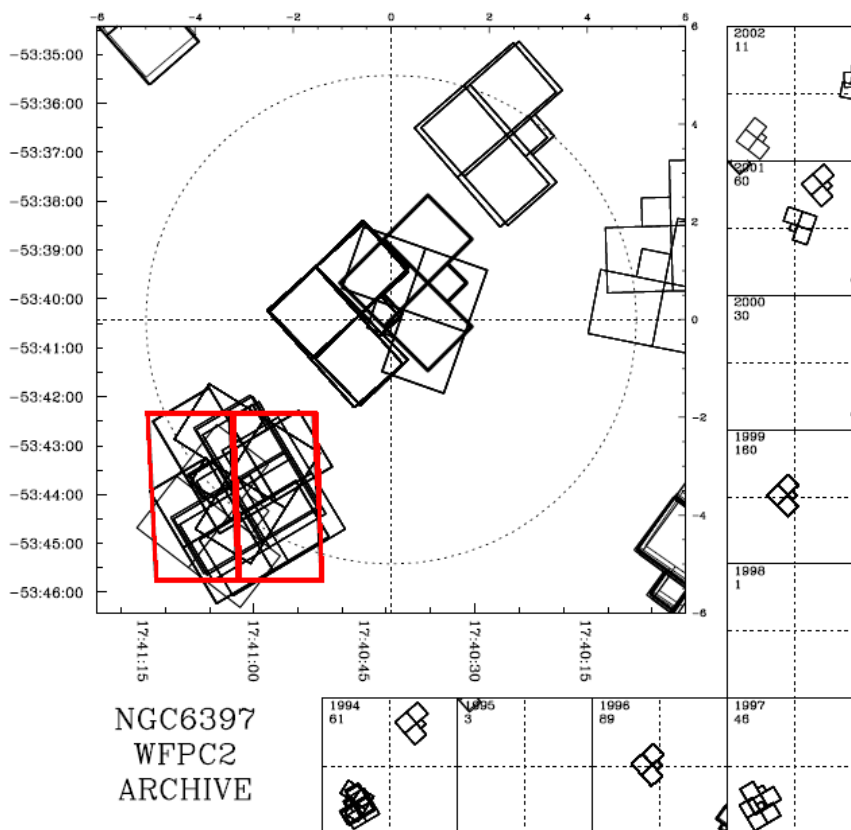


Figura 46: O quadrado vermelho denomina a localização do campo observado no aglomerado globular NGC 6397 de Hansen et al. (2007). Os campos pré-existent do WFPC2 utilizados na correção por movimento próprio também estão demarcados. O centro do aglomerado está em (0,0) (Richer et al. 2008).

Nos dados já corrigidos por separação estrela-galáxia, Richer et al. (2008) aplicaram a correção por movimento próprio. O diagrama de movimento próprio para esses dados é visto na figura 47. Eles mediram os deslocamentos das estrelas entre a imagem de 2005 da ACS e as imagens de 1994 e 1997 da WFPC2. Então eles assumiram que todas as estrelas com valor de movimento próprio menor do que 2σ são membros do aglomerado. As estrelas abaixo de $F814W=27.5$ não têm movimento próprio do ACS bem medido, pois os dados de

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

arquivo WFPC2 têm menos sensibilidade (tempo de exposição) do que os dados obtidos para esse trabalho. Os campos WFPC2 cobrem somente 60% da área do ACS, então Richer et al. (2009) utilizaram somente as estrelas que se encontram nas áreas comuns ACS e WFPC2 para a amostra corrigida por movimento próprio.

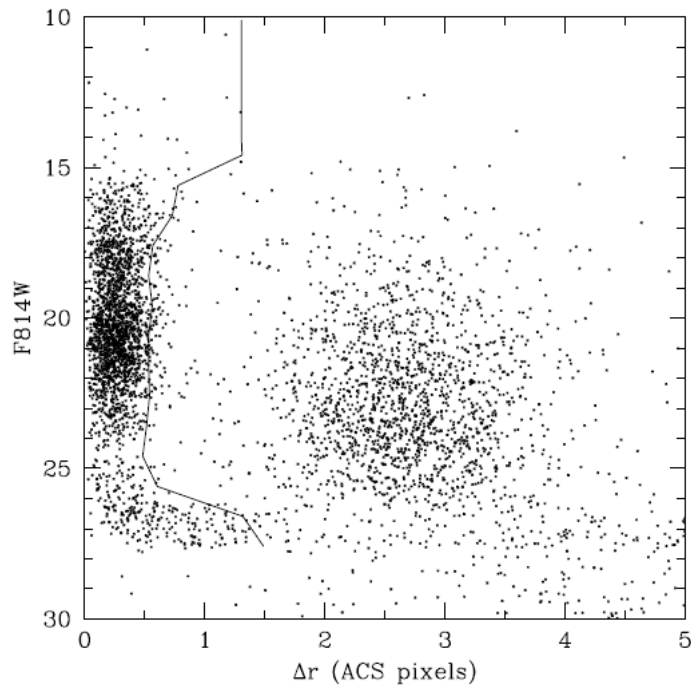


Figura 47: O deslocamento por movimento próprio, entre 1994, 1997 e 2005, das estrelas no campo da ACS *versus* a banda fotométrica F814W. A linha sólida delimita a incerteza de 2σ na distribuição para cada magnitude, essa largura é uma combinação entre os erros de medida e o movimento próprio interno devido à dispersão do aglomerado. As estrelas com deslocamento menor do que essa linha são consideradas membro do aglomerado globular.

A tabela final de dados, com correção por movimento próprio, tem 2317 estrelas. Esse número é bem menor em relação ao só corrigido com a separação de galáxias, pois somente 60% da área do campo da ACS está incluída. Comparando na figura 48 o diagrama cor magnitude excluindo somente as galáxias (a) com o que excluiu as galáxias e tudo com movimento próprio mensurável (b) é possível notar que com a correção por movimento próprio as seqüências evolutivas estão muito mais claras, embora com menos estrelas. Na figura 48 (b) foram incluídas as estrelas mais brilhantes, também corrigidas por movimento próprio, das imagens de curta exposição.

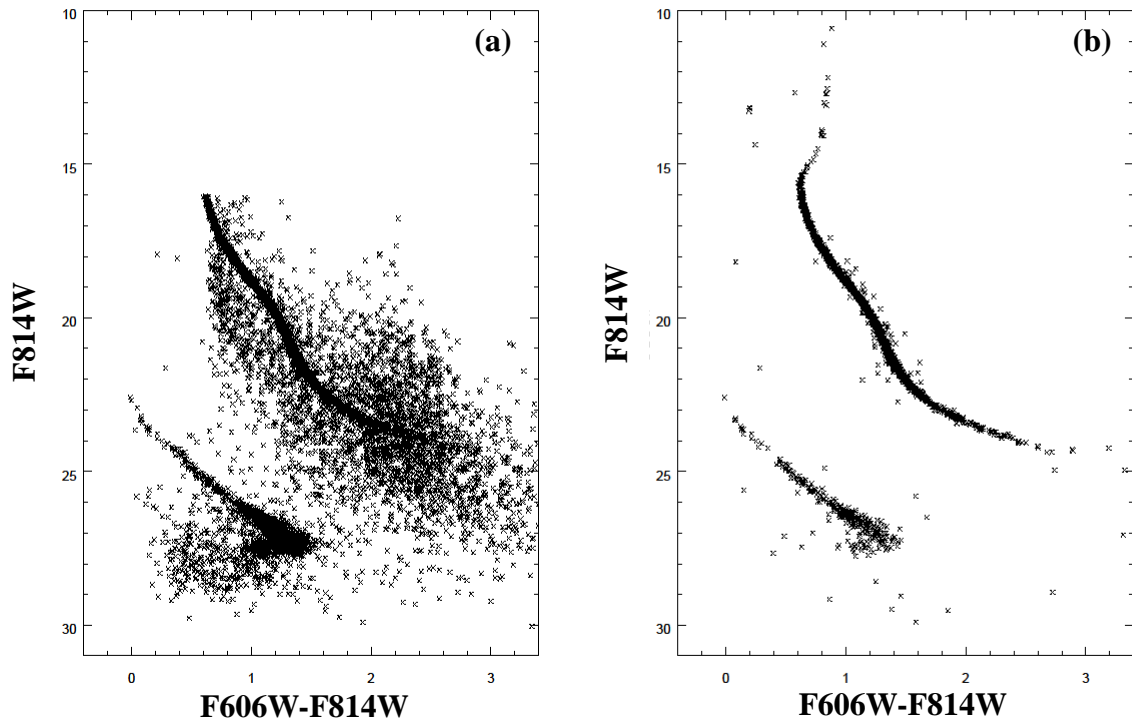


Figura 48: Diagramas cor-magnitude do aglomerado globular NGC 6397 (a) com separação estrela-galáxia (somente para as estrelas mais fracas detectadas nas imagens de longa exposição) e (b) todas com correção por movimento próprio.

3.2.2 Ajuste das Isócronas

Para realizarmos o ajuste com as isócronas de Padova (http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd_angst2.1) necessitávamos de um intervalo de metalicidades do aglomerado globular. NGC 6397 é um aglomerado globular pobre em metais, mas sua metalicidade ainda é discutida, pois as determinações variam desde $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.9$ (Richer et al. 2007) até $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.28$ (Korn et al. 2008).

Geramos uma grade de idades entre 10 e 13 Ganos e a primeira tentativa de ajuste foi com uma isócrona de $Z = 0.00019$ ($Z = Z_{\text{Sol}} * 10^{[\text{Fe}/\text{H}]}$), já que os modelos que utilizamos não têm a opção de variação do enriquecimento por partículas α . Mas esse valor não ajustava a seqüência de esfriamento das anãs brancas. Então geramos modelos de menor metalicidade ($Z = 0.00015$ e $Z = 0.00012$) cujo ajuste pode ser visto na figura 49.

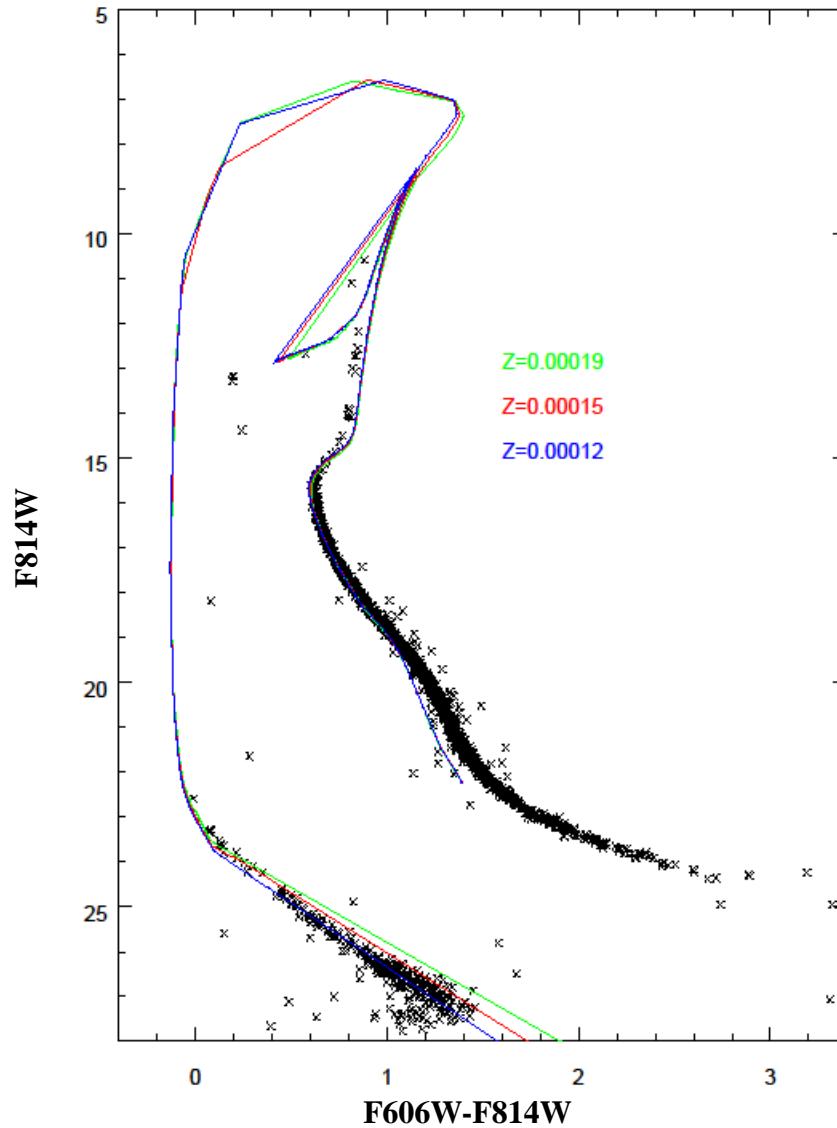


Figura 49: Diagrama cor-magnitude do aglomerado globular NGC 6397, com dados obtidos com o telescópio espacial Hubble, com isócrona de (12 ± 1) Ganos e $Z=0.00019$, $Z=0.00015$ e $Z=0.00012$. O melhor ajuste foi encontrado com a isócrona de $Z=0.00012$ e resultou nos parâmetros $(m-M)_{F814W}=12.49 \pm 0.05$ e $E(F606W-F814W)=0.22 \pm 0.02$.

O melhor ajuste encontrado foi o de 12 Ganos e $Z=0.00012$, resultando em um módulo de distância aparente igual a $(m-M)_{F814W}=12.49 \pm 0.05$ e $E(F606W-F814W)=0.22 \pm 0.02$. Com as relações de Fitzpatrick & Massa (2007) obtivemos que $E(F606W-F814W)=1.18 * E(B-V)$ e $A_{814W}=1.32 * E(F606W-F814W)$. Aplicando esse o valor de

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

$A_{814W}=0.31\pm 0.06$ no módulo de distância aparente encontrado para os dados do HTS/ACS, encontramos que $(m-M)_o=12.18\pm 0.08$, o que equivale à distância de (2.73 ± 0.22) kpc.

O valor da idade é consistente com os valores encontrados por Richer et al. (2008) e Hansen et al. (2007), mesmo levando-se em conta que eles utilizaram os modelos evolutivos de Dartmouth (DSED). A metalicidade que obtivemos é menor por um fator de dois em relação à de Richer et al. (2008) mas está de acordo com a determinação por espectroscopia de Korn et al. (2008).

Com os valores de módulo de distância e avermelhamento determinados não podemos mais mover os modelos de evolução das anãs brancas livremente, como utilizado em artigos que tratam somente da seqüência de esfriamento das anãs brancas, por exemplo, Hansen et al. (2007). Na nossa análise o ajuste dos modelos de anãs brancas está restrito aos parâmetros determinados com o ajuste da isócrona aos dados.

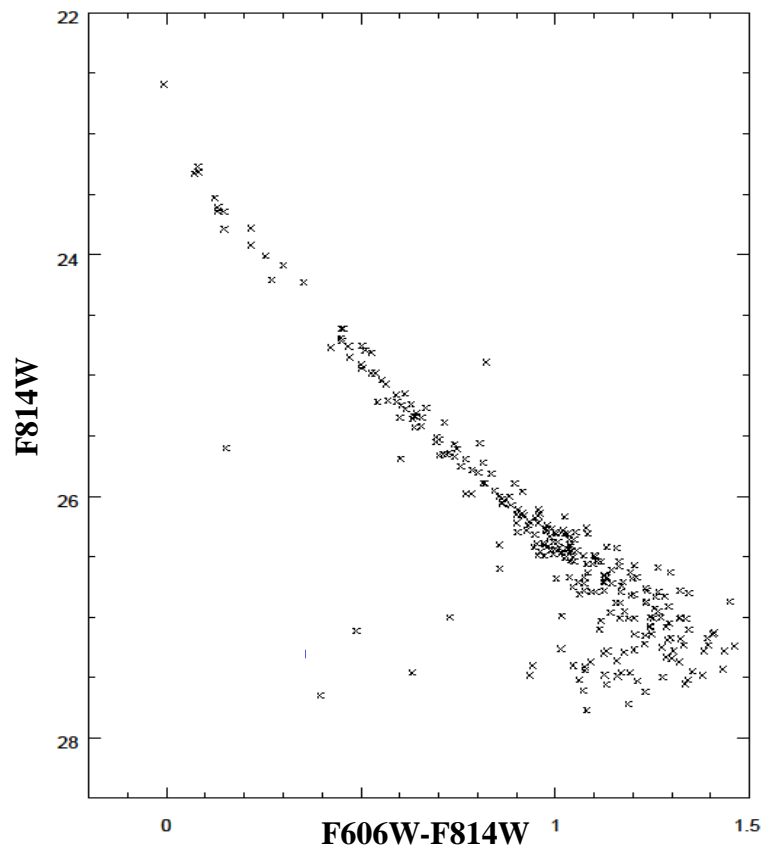


Figura 50: Diagrama cor-magnitude da seqüência de esfriamento das anãs brancas do aglomerado globular NGC 6397 medidas por Richer et al. (2008) como ACS/HST.

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

É possível notar na seqüência de esfriamento das anãs brancas (figura 50) que existe uma concentração próxima a $F814W=26.5$, que pode ser vista também na figura 51, e que a seqüência termina em aproximadamente $F814W=27.6$ com uma volta para o azul antes do término. Essa volta para o azul é causada pela absorção induzida por colisão. J. Janssen, em 1885, determinou que para o oxigênio sujeito a altíssimas pressões (da ordem de centenas de atmosferas) novas bandas de absorção aparecem e, como resultado, que as interações ocorreriam em pares de moléculas já que o coeficiente de absorção deixa de ser proporcional ao número de partículas do gás e passa a ser proporcional ao quadrado do número de partículas.

O acúmulo de estrelas em $F814W=26.5$ sugere que a evolução desacelera nessa posição. Essa característica foi estudada em Winget et al. (2009) e permitiu explorar a física da cristalização do núcleo de anãs brancas (seção 2.2).

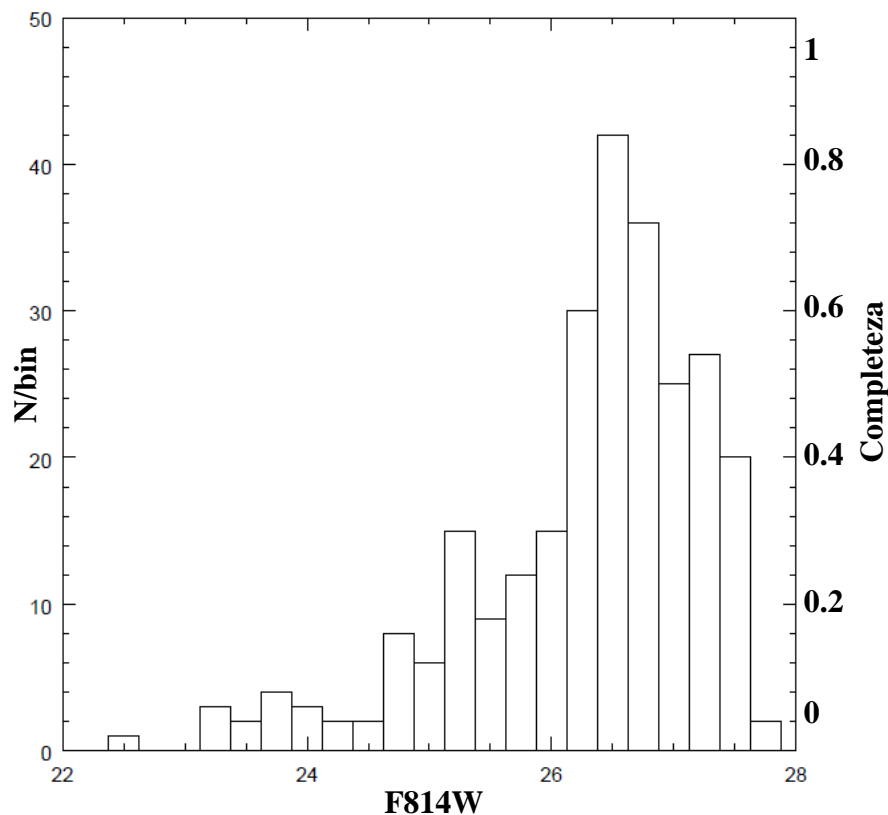


Figura 51: Histograma da seqüência de esfriamento das anãs brancas de NGC 6397 com os coeficientes de completudeza. É possível notar uma concentração de estrelas em $F814W=26.5$ mag.

Com os parâmetros $(m-M)$ e $E(F606W-F814W)$ do ajuste da seqüência principal, ajustamos modelos de anãs brancas com as cores dos filtros do HST/ACS, calculados por Bergeron em 2008 (figura 52). Os modelos de Bergeron são para anãs brancas tipo DA

CAPÍTULO 3. REDUÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

(atmosfera de H) e incluem convecção e absorções induzidas por colisões entre os átomos e moléculas de H.

Ajustando os modelos de Bergeron (2008) à seqüência de esfriamento das anãs brancas de NGC 6397, com os parâmetros obtidos no ajuste de isócrona em toda a seqüência evolutiva, é possível notar que essas anãs brancas têm $\log(g)$ próximo de 7.75. Em modelos de massa constante observamos que o melhor ajuste na seqüência de esfriamento está nos modelos de intervalo de massas de $0.500 - 0.535M_{\text{Sol}}$.

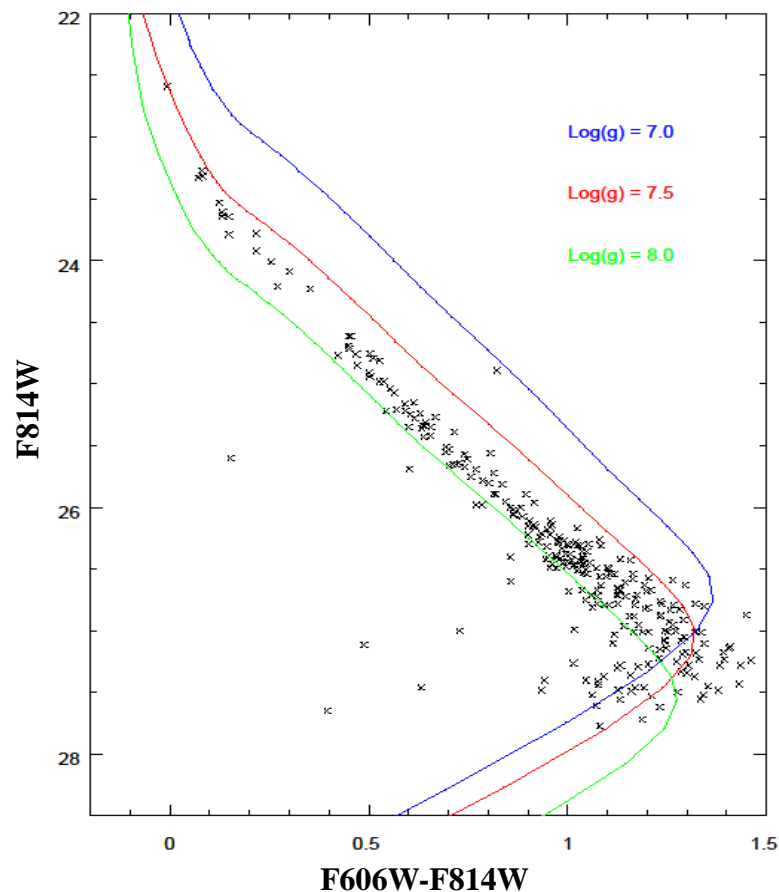


Figura 52: Ajuste dos modelos de seqüência de esfriamento de anãs brancas tipo DA de Bergeron (2008).

Na figura 52 é possível notar que algumas anãs brancas têm a volta para o azul antes da maioria. Isso pode ser explicado por contaminação de He, que causa colisões induzidas por absorção em temperaturas mais altas (Bergeron & Legget 2002).

Capítulo 4

Conclusões e Perspectivas

4.1 Conclusões

NGC 6366 teve seu estudo baseado em dados fotométricos obtidos com o telescópio SOAR e com o Telescópio Espacial Hubble (Sarajedini et al. 2007) e ajuste dos modelos de isócronas produzidas por Leo Girardi e Paola Marigo de Padova (Girardi et al. 2000; Marigo et al. 2008) com a adição da seqüência de esfriamento das anãs brancas.

A isócrona que resultou em um melhor ajuste nos dados foi a de $(11 \pm 1) \text{Ganos}$ e $Z = 0.0040 \pm 0.0005$ $\{[\text{Fe}/\text{H}] = -0.68, \text{ para } [\alpha/\text{Fe}] = 0\}$, o valor de Z está consistente com grande número de determinações de metalicidade obtidas para NGC 6366, e demonstra que um valor menor de Z , para esse aglomerado, não se ajusta ao topo da seqüência das gigantes vermelhas.

Com o melhor ajuste com modelos de Padova nos dois conjuntos de dados, SOAR e HST, obtivemos os valores de avermelhamento e distância com incertezas calculadas levando em consideração não somente as incertezas nas medidas e calibrações, mas também a incerteza devido ao avermelhamento interestelar ($R_V = 3.10 \pm 0.05$) e encontramos $d = (3.82 \pm 0.40) \text{kpc}$ e $E(B-V) = 0.64 \pm 0.02$. Com isso pudemos determinar a massa média da estrela que está no ponto de saída da seqüência principal, encontramos $(0.889 \pm 0.017) M_{\text{Sol}}$.

Ajustando uma isócrona com os mesmos valores de idade e metalicidade em dados de Rosenberg et al. (2000), obtidos com o telescópio de 1 metro, encontramos que a distância e o avermelhamento [$d = (3.89 \pm 0.97) \text{kpc}$ e $E(B-V) = 0.63 \pm 0.05$] são coerentes, dentro das incertezas, com as dos nossos ajustes. Entretanto, notamos que os valores de distância encontrados por nós são maiores quando comparamos nossos com os valores na literatura. Comparando, por exemplo, com o valor de distância do NGC 6366 publicado por Bica et al. (2006) encontramos que a nossa determinação é aproximadamente 5% maior. O valor da massa média da estrela que está no ponto de saída da seqüência principal é aproximadamente 7% maior do que o valor de $0.827 M_{\text{Sol}}$ encontrado por Paust et al. (2009).

CAPÍTULO 4. CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Outro ponto importante na análise do diagrama cor-magnitude de NGC 6366 é o fato de que, no ajuste com os dados HST/ACS, conseguimos identificar 31 possíveis anãs brancas e, com modelos de anãs brancas de Bergeron (2008) pudemos observar que essas possíveis anãs brancas têm um valor médio de $\log(g)=7.5$, que corresponde a uma massa média de $0.45M_{\text{Sol}}$, o que poderia se dever ao fato de que NGC 6366 é mais metálico e, como estudado por Kalirai et al. (2007) para o aglomerado aberto NGC 6791, quanto maior a metalicidade maior a perda de massa o que gera menores massas das anãs brancas. Mas isso deve ser investigado, principalmente porque somente utilizamos as cores, sem nenhuma análise de pertinência, e para estas estrelas fracas, a contaminação pode ser significativa, apesar do pequeno número de estrelas azuis, mas o grande número de galáxias e quasares com cores similares.

Com as tabelas fotométricas dos dados obtidos por Hansen et al. (2007) e Richer et al. (2008) nós realizamos o estudo do aglomerado globular NGC 6397. Para esse estudo o uso dos modelos de isócronas produzidas por Leo Girardi e Paola Marigo, de Padova (Girardi et al. 2000; Marigo et al. 2008) incluindo toda a seqüência evolutiva das estrelas foi um ponto muito importante, pois com esses modelos pudemos mostrar que o ajuste simultâneo da seqüência principal e das anãs brancas resultam em uma melhor determinação de metalicidade, distância e avermelhamento.

Nós encontramos, com o nosso melhor ajuste (12 Ganos e $Z=0.00012$), que os valores de distância e avermelhamento para o NGC 6397 são $d=(2.73\pm 0.22)\text{kpc}$ e $E(B-V)=0.19\pm 0.02$. O valor de metalicidade que encontramos $\{Z=0.00012; [\text{Fe}/\text{H}]=-2.2$ para $[\alpha/\text{Fe}]=0\}$ é menor do que o utilizado por Richer et al. (2008) por um fator de dois, mas é coerente com determinações espectroscópicas de Korn et al. (2008). Nossa determinação de distância é cerca de 19% maior do que o valor de 2.30 kpc utilizado por Bica et al. (2006) e aproximadamente 7% maior do que o valor de 2.55 kpc encontrado por Hansen et al. (2007), mas o valor de avermelhamento encontrado por ele não estava restrito pela coerência com a seqüência principal.

Com os parâmetros de distância e avermelhamento fixos, determinados através do ajuste de uma isócrona com todas as fases evolutivas, partimos para o ajuste de seqüências de esfriamento de anãs brancas, calculados por Bergeron (2008) nos dados corrigidos por movimento próprio. Nesse ajuste notamos que as anãs brancas do NGC 6397, que totalizam 264, têm $\log(g)\approx 7.75$ e um intervalo de massas entre 0.500 e $0.535M_{\text{Sol}}$.

Notamos uma concentração de estrelas na seqüência de esfriamento das anãs brancas

CAPÍTULO 4. CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

em $F814W=26.5$ que sugere que a evolução desacelera nessa região. Esse fato foi estudado por Winget et al. (2009) e permitiu que a física da cristalização do núcleo de anãs brancas fosse estudada, demonstrando a existência de liberação de calor latente.

Outra importante conclusão foi de que estudos sobre o comportamento do avermelhamento interestelar na Galáxia precisam ser realizados, pois o uso do valor médio $RV=3.1\pm 0.05$ pode estar levando a uma grande incerteza na determinação de distâncias até o Sol e ao centro da Galáxia.

4.2 Perspectivas

Para dar continuidade ao trabalho, no caso do aglomerado NGC 6366, temos como perspectivas o estudo da função de luminosidade, segregação de massa, função de massa inicial e, se conseguirmos imagens na banda U com o telescópio SOAR, obteremos mais um índice de cor (U-B) e, juntamente com o que já temos (B-V), poderemos obter uma determinação unívoca do excesso de cor reduzindo a incerteza no módulo de distância e identificar as anãs brancas.

Com tabelas fotométricas de outros oito aglomerados globulares de Sarajedini et al. (2007), além do estudo da metalicidade, avermelhamento, distância, idade, similar ao estudo já realizado pelos autores, mas com os modelos de Padova, também estudaremos a função de luminosidade, segregação de massa e função de massa inicial. Mais ainda, faremos a identificação de possíveis anãs brancas nestes dados, para comprovar a existência de liberação de calor latente.

Bedin et al (2009) publicaram dados do aglomerado globular M 4 que também atingem o fim da seqüência de esfriamento das anãs brancas. Essas imagens já estão no arquivo público do HST, então nós vamos realizar a fotometria nesses dados e reproduzir a análise feita para o NGC 6397 nesses dados de M 4, visando principalmente o estudo da cristalização do núcleo de anãs brancas, pelo estudo de anãs brancas na magnitude correspondente.

Apêndice A

Artigo Publicado

APÊNDICE A. ARTIGO PUBLICADO

THE PHYSICS OF CRYSTALLIZATION FROM GLOBULAR CLUSTER WHITE DWARF STARS IN NGC 6397

D. E. WINGET^{1,2}, S. O. KEPLER², FABIÓLA CAMPOS², M. H. MONTGOMERY^{1,3}, LEO GIRARDI⁴, P. BERGERON⁵,
AND KURTIS WILLIAMS^{1,6}

¹ Department of Astronomy, University of Texas at Austin, Austin, TX, USA; dew@astro.as.utexas.edu

² Instituto de Física, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Porto Alegre, RS, Brazil

³ Delaware Asteroseismic Research Center, Mt. Cuba Observatory, Greenville, DE, USA

⁴ INAF-Padova Astronomical Observatory, Padova, Italy

⁵ Département de Physique, Université de Montréal, C. P. 6128, Succ. Centre-Ville, Montréal, Québec H3C 3J7, Canada

Received 2008 August 18; accepted 2009 January 16; published 2009 February 11

ABSTRACT

We explore the physics of crystallization in the deep interiors of white dwarf (WD) stars using the color–magnitude diagram and luminosity function constructed from proper-motion cleaned *Hubble Space Telescope* photometry of the globular cluster NGC 6397. We demonstrate that the data are consistent with the theory of crystallization of the ions in the interior of WD stars and provide the first empirical evidence that the phase transition is first order: latent heat is released in the process of crystallization as predicted by van Horn. We outline how these data can be used to observationally constrain the value of $\Gamma \equiv E_{\text{Coulomb}}/E_{\text{thermal}}$ near the onset of crystallization, the central carbon/oxygen abundance, and the importance of phase separation.

Key words: dense matter – equation of state – globular clusters: individual (NGC 6397) – stars: luminosity function, mass function – white dwarfs

1. STAR FORMATION HISTORY AND PHYSICS FROM THE WHITE DWARF STARS

White dwarf (WD) stars are the inevitable progeny of nearly all ($\simeq 97\%$) stars (e.g., Fontaine et al. 2001, hereafter FBB). Their distribution can be used to extract two things: age of the stellar population and cooling physics of the WD stars. The two are interrelated, but qualitatively different. Extracting the age and history of star formation has become known as WD cosmochronology. An excellent review emphasizing this connection and the attendant uncertainties is given by FBB.

The techniques of WD cosmochronology have been successfully applied to the disk by a number of investigators (e.g., Winget et al. 1987; Wood 1992; Hansen & Liebert 2003, and references therein) and are being continuously refined. They have also been applied to a variety of open clusters and calibrated against main-sequence turnoff and related methods (e.g., Kalirai et al. 2007; DeGennaro et al. 2008, and references therein). The *Hubble Space Telescope* (*HST*) photometry obtained by Richer and Hansen and their collaborators (Hansen et al. 2002, 2007; Richer et al. 2008) has yielded a new harvest of information for WD populations. They have used the Advanced Camera on the *HST* to reach the terminus of the WD cooling sequence, giving us a qualitatively different tool for analyzing the WD population. Hansen et al. (2007) used Monte Carlo techniques in conjunction with their cooling models to determine the age of NGC 6397 from the WD stars, attempting to account for uncertainties in the basic physical parameters of the WD stars to determine an age for the cluster; using goodness-of-fit criteria, they arrive at an age for the cluster, based on WD cooling, of 11.47 ± 0.47 Gyr.

Finding the signature of the key physical properties of the WD stars in the disk luminosity function (hereafter LF) has proven more difficult than getting an age constraint. This is because the disk population contains stars formed at different times and from different main-sequence progenitors. This is greatly simplified

in a cluster sample and, most of all, in an old globular cluster. In this Letter, we focus on the *HST* photometry of NGC 6397 and the distribution of WD stars in the color–magnitude diagram (hereafter CMD). We report evidence for a “bump” in the LF due to the release of the latent heat of crystallization and we show how this can be refined to yield more accurate measures of these processes.

2. ANCHORING THE WD EVOLUTIONARY SEQUENCES IN THE COLOR–MAGNITUDE PLANE

We fit main-sequence, pre-WD, and WD evolutionary models simultaneously. The main-sequence and pre-WD models we used for this work were computed with the Padova stellar evolution code (Marigo et al. 2008). We used a variety of metallicities to determine the best fit to the main-sequence and WD models.

Our WD evolutionary models have updated constitutive physics (see, e.g., Bischoff-Kim et al. 2008). We place the new generation of WD evolutionary models of DA and DB WD stars in the observed F_{814W} versus F_{606W} CMD using P. Bergeron’s model atmosphere grids⁷ (for a detailed description, see Bergeron et al. 1995; Holberg & Bergeron 2006; Holberg et al. 2008) along with an analytical correction to the Kowalski (2007) results for the effect of $\text{Ly}\alpha$ far red-wing absorption. This correction is small and will be discussed in a forthcoming paper.

Our best fit of the CMD in the natural ACS color system gives a metallicity of $Z = 0.00012 \pm 0.00001$, $E(F_{606W} - F_{814W}) = 0.22 \pm 0.02$, and $(m - M) = 12.49 \pm 0.05$ (Figure 1) and a main-sequence turnoff age of $12_{-1.0}^{+0.5}$ Gyr. The age is consistent with the values found by Richer et al. (2008) and Hansen et al. (2007), even though they used the Dartmouth Evolutionary Sequence (DES). The metallicity is a factor of two lower than Richer et al. (2008) but is in agreement with the independent direct spectroscopic determinations based on VLT data (Korn et al. 2007). The values of these parameters fix the WD cooling tracks

⁶ NSF Astronomy & Astrophysics Postdoctoral Fellow.

⁷ <http://www.astro.umontreal.ca/~bergeron/CoolingModels/>.

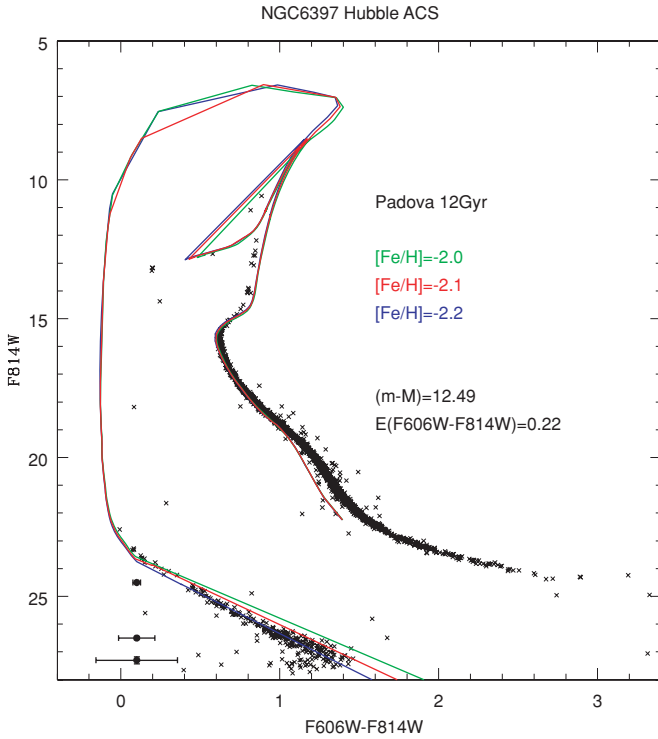


Figure 1. Best fit to the proper-motion screened *HST* data on NGC 6397 using the Padova stellar evolution code (Marigo et al. 2008). This fit gives $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.2$, $(m - M) = 12.49$, and $E(F_{606W} - F_{814W}) = 0.22$. This anchors our WD sequences in the CMD.

in the CMD and eliminate the freedom to slide the tracks as has been done in other works (e.g., Hansen et al. 2007). This constrains the best-fit total WD mass throughout the CMD. It is clear from Figure 2 that the tracks fit the bulk of the sample well.

The data (see Figure 2) are taken from the proper-motion selected sample of Richer et al. (2008). This is a more homogeneous sample than that of Hansen et al. (2007) but is smaller because of the reduced area and magnitude limits of the proper-motion data. Four features stand out in Figure 2: there is a gap in the distribution near $F_{814W} = 24.5$ that may be statistically significant, there is a noticeable concentration of stars near $F_{814W} = 26.5$, there is a terminus at approximately $F_{814W} = 27.6$, and a noticeable turn to the blue before the terminus. These last two features were noted in Hansen et al. (2007). In this Letter, we focus on what we can learn from the concentration, or clump, of stars near 26.5, providing a physical explanation.

3. PHYSICS WITH THE CMD AND LF

The CMD constrains the mechanical and thermal properties of the WD stars (Richer et al. 2008). Once the evolutionary tracks have been anchored by the main sequence and WD sequence simultaneously as described above, we can move on to exploring the physics contained in the CMD. Hansen et al. (2007) point out that the location of the terminus provides a simple lower limit to the age of the cluster from the WD cooling times. For our models, this WD cooling limit is reached at about 10.5 Gyr for pure carbon core models. This age limit is consistent with the values quoted in Hansen et al. (2007) and Richer et al. (2008). The position of the tracks is insensitive to processes affecting only the age; to examine these we must look to the LF, the number of stars observed as a function of magnitude.

For the parameters described above, it is evident from Figure 2 that models with masses in the range of $0.500\text{--}0.535 M_{\odot}$ best fit the region near the center of the clump. This increases slightly for decreased values of $m - M$ and is also a function of the reddening. We emphasize again that simultaneously fitting the main sequence and WD sequence provides tight constraints on both the distance modulus and the reddening.

In Figure 3, we show the LF of both the Hansen et al. (2007) and Richer et al. (2008) samples. The peak in both LFs near $F_{814W} = 26.5$ suggests that evolution slows through this region. In the sample of Hansen et al. (2007), the LF continued to rise well past this peak, so it was not the maximum of the distribution; it completely dominates the distribution after the application of the proper-motion selection (Richer et al. 2008). The completeness estimates of both samples have been carefully considered by the respective authors (Figure 3, dotted lines) and the relatively slow variation of the completeness near this peak implies it is not the result of incompleteness. We therefore seek a physical explanation of this peak in the context of a physical process that occurs near this point in the models.

Two processes occur in the dominant DA models near this point: crystallization and convective coupling (e.g., FBB). Crystallization, through the release of latent heat, slows down evolution and produces a bump in the LF. Convection, when it reaches down to the degeneracy boundary, decreases the insulation of the nondegenerate envelope and temporarily increases the total temperature gradient; this serves to slow down the evolution, briefly, then causes it to speed up again. This produces a broad feature in the WD cooling curve that will have a signature in the LF.

3.1. The Γ of Crystallization

Crystallization in the dense Coulomb plasma of WD interiors was theoretically predicted independently by Kirzhnits (1960), Abrikosov (1960), and Salpeter (1961) to occur when the ratio of the Coulomb energy to the thermal energy of the ions (the ratio “ Γ ”) is large. For a one-component plasma (OCP), there is universal agreement among different theoretical approaches that crystallization occurs when $\Gamma \simeq 175$ (e.g., Slattery et al. 1982; Stringfellow et al. 1990; Potekhin & Chabrier 2000; Horowitz et al. 2007). There is a similar consensus, based largely on a density-functional approach, that this value of Γ also holds for a binary carbon and oxygen mixture. Such a mixture is likely relevant to WD interiors. Recently, Horowitz et al. (2007) used a massive molecular dynamics computation to explore crystallization in a dense Coulomb plasma. They found $\Gamma = 175$ for an OCP, while for a specific mixture of elements they found $\Gamma \simeq 237$. As we show, such a difference is potentially measurable from the observations of WD stars in globular clusters or older open clusters.

3.2. LFs with and without Crystallization

Hansen et al. (2007) demonstrated in their analysis that the entire observed sequence represents a very narrow range of WD masses, including magnitudes well below $F_{814W} = 26.5$. It is therefore reasonable for purposes of this initial exploration to adopt a fiducial mass. On the basis of the model tracks in the CMD shown in Figure 2, we choose the model that passes nearest the color of the red edge of the clump of stars corresponding to the peak in the LF; this model has a mass of $0.5 M_{\odot}$. For the layer masses, we assume $M_{\text{H}}/M_{\star} = 10^{-4}$ and $M_{\text{He}}/M_{\star} = 10^{-2}$ for the DA sequences, and $M_{\text{He}}/M_{\star} = 10^{-2}$

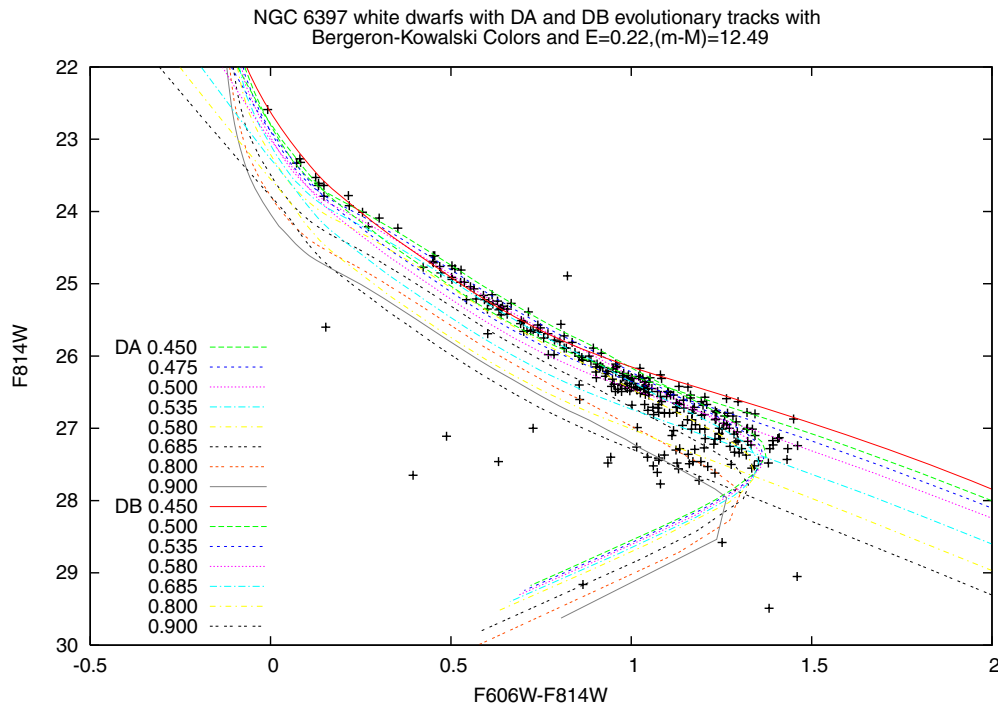


Figure 2. NGC 6397 WDs with DA and DB evolutionary sequences using the atmospheres of Holberg & Bergeron (2006). This includes an analytical adjustment for the effects of Ly α red-wing opacity as computed by Kawalski (2007).

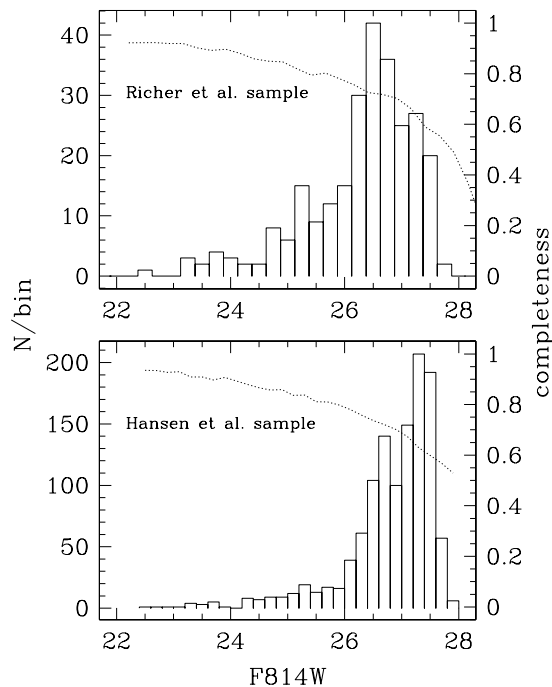


Figure 3. Top panel: the observed WD LF (histogram) and completeness relation (dotted line) of the Richer et al. (2008) sample for NGC 6397. Lower panel: the same for the Hansen et al. (2007) sample. For both samples, we note that the completeness changes fairly slowly over the region of the observed rapid falloff of stars while remaining above 50%.

for the DB sequence. We adopt a carbon core model including the effects of crystallization for this sequence.

Assuming a constant star formation rate, the theoretical LF is proportional to the “cooling function” of an evolutionary model sequence. This function is given by the derivative (dt/dm), where m is the F_{814W} magnitude of a given model and t is its

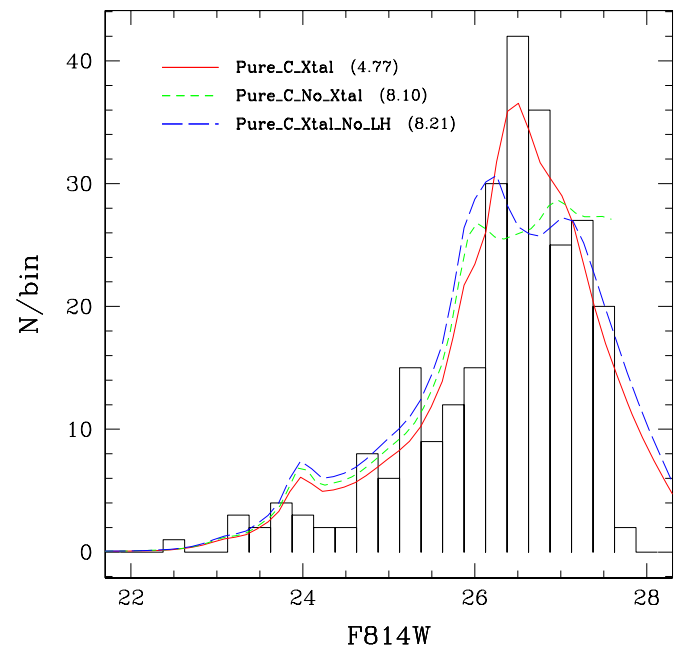


Figure 4. Observed WD LF of NGC 6397 (Richer et al. 2008, histogram) with LFs from theoretical evolutionary sequences of $0.5 M_{\odot}$ DA models with pure carbon cores (lines): crystallization with (Pure_C_Xtal) and without (Pure_C_Xtal_No_LH) the release of latent heat, and excluding the physics of crystallization altogether (Pure_C_No_Xtal). The normalization of the theoretical curves is chosen to minimize the rms residuals in the neighborhood of the peak, between the magnitudes of 25.1 and 27.7, the faintest value calculated for the no crystallization case. The value of the average residual for each curve is listed in the legend, e.g., it is 4.77 for the “Pure_C_Xtal” case.

age. Since we will be comparing directly with the data, we also multiply the theoretical LF by the completeness correction given explicitly in Table 4 of Richer et al. (2008) and shown in the top panel of our Figure 3. Finally, we normalize the resulting

curves by minimizing their rms residuals in the neighborhood of the peak, between an F_{814W} of 25.1 and 27.5.

In Figure 4, we show the LF of our fiducial sequence (Pure_C_Xtal), that of a sequence with crystallization artificially suppressed (Pure_C_No_Xtal), and that of one including crystallization but artificially excluding the latent heat of crystallization (Pure_C_Xtal_No_LH); all are plotted over a histogram of the observed LF. The no crystallization and no latent heat sequences show evidence of a bump due to convective coupling around $F_{814W} \sim 26$, but do not continue to rise through the observed maximum; this is clearly inconsistent with the data, and no adjustment of mass or internal composition can bring them into good agreement. In terms of χ^2 , for average observational errors of ~ 5.5 stars/bin in the neighborhood of the peak, we have $\chi^2 = 0.75$ for the crystallizing sequence and $\chi^2 \sim 2.2$ for the no crystallization and no latent heat sequences, a nearly threefold increase in χ^2 . Thus, the sequence with crystallization provides a much better match to the data.

3.3. Constraining Crystallization, Phase Separation, and Core Composition

In the years since van Horn (1968), the realization that the cores of normal mass WD stars should consist of a mixture of carbon and oxygen implied that crystallization may also release energy resulting from phase separation of the carbon and oxygen (Stevenson 1977; Barrat et al. 1988; Segretain & Chabrier 1993; Segretain et al. 1994; Isern et al. 2000). This occurs because when a carbon/oxygen mixture crystallizes, the oxygen content of the solid should be enhanced. Since WDs crystallize from the center outward, this leads to a net transport of oxygen inward and carbon outward, and because oxygen is slightly heavier than carbon this differentiation releases gravitational energy.

We have included this energy in our models as described in Montgomery et al. (1999). For these computations, we have assumed the carbon and oxygen abundances are equal throughout the core. This underestimates the oxygen abundance compared to that predicted by standard stellar evolution calculations (e.g., Salaris et al. 1997), but the remaining uncertainty in the $C(\alpha, \gamma)O$ reaction rate (Metcalf et al. 2002; Assunção et al. 2006) leads to a degree of uncertainty in the C/O ratio and profile. In Figure 5, we show several LFs: crystallization only (CO_Xtal), crystallization with phase separation (CO_Xtal_PS), no crystallization (CO_No_Xtal), pure oxygen core with crystallization (Pure_O_Xtal), and a pure carbon DB sequence (Pure_C_DB_Xtal). As is readily apparent, all of these sequences have a peak which is too bright by at least 0.5 mag in F_{814W} .

These results have several interesting possible interpretations. First, the results seem to suggest that the oxygen content of these stars is relatively small or zero, since it is the higher crystallization temperature of oxygen which shifts the peak in the LF to smaller magnitudes. The only way to accommodate more oxygen would be to have lower-mass models, in conflict with the distance modulus (Hansen et al. 2007). The colors (e.g., Figure 2) also make it difficult to appeal to lower masses with higher oxygen abundances. Additionally, for plausible initial-final mass relations (IFMRs), the main-sequence lifetime for single stars becomes more problematic with lower WD masses even with the IFMR dependency on metallicity of Meng et al. (2008). Thus, the constraint on the interior oxygen abundance becomes stronger. Taken at face value, these results indicate that the carbon-to-oxygen ratio is much greater than 1, and we will

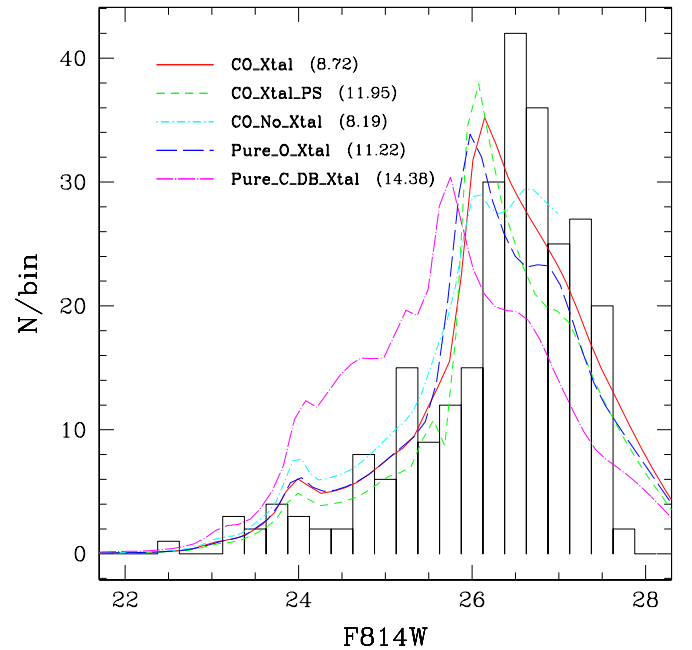


Figure 5. Same as Figure 4 but for DA model sequences with uniform, 50:50 carbon/oxygen cores: crystallization only (CO_Xtal), crystallization *and* phase separation (CO_Xtal_PS), and no crystallization (CO_No_Xtal). In addition, we show a pure oxygen DA sequence (pure_O_Xtal) and a pure carbon DB sequence (pure_C_DB_Xtal). All models have $0.5 M_{\odot}$.

be able to make a more quantitative statement from our future more complete Bayesian statistical analysis (DeGennaro et al. 2009, in preparation).

Second, as shown in Figure 4, the data are consistent and well fitted by carbon core models *with* crystallization and the release of latent heat, but not by models without. This confirms the prediction of van Horn (1968) that crystallization is a first-order phase transition and releases the latent heat of crystallization. Were it not so, crystallization would leave no sharp peak at this magnitude in the observed LF. This impacts our understanding of solid-state physics at extremely high density: it is the first empirical confirmation of the release of latent heat during crystallization—an important theory that has a large impact on WD ages, as has been pointed out by van Horn (1968) and many authors in the intervening years.

Third, it is possible a priori that a significant fraction of the observed WDs may be DBs. The mismatch of observed LF and the DB sequence in Figure 5 essentially eliminates pure He atmosphere as a significant component of the sample (as shown by Hansen et al. 2007), but not models that become mixed (H/He) as they cool; we explore this possibility in a forthcoming paper.

Fourth, the “best-fit” fiducial sequence in Figure 4 begins crystallizing near the value of $\Gamma_{\text{xtal}} \equiv E_{\text{Coulomb}}/E_{\text{thermal}} \sim 170$. If the actual value is higher (lower), then crystallization will occur at lower (higher) luminosities. Higher values allow fits with larger amounts of oxygen in their cores. In addition, Potekhin & Chabrier (2000) show that even for a pure composition theoretical uncertainties in the polarization of the electron Fermi gas and quantum effects in the liquid and solid phase can alter the value of Γ_{xtal} . In future analyses, an accurate determination of the mass, distance, and reddening will lead to an accurate determination of Γ_{xtal} and the core composition.

Finally, we note that the central density and temperature associated with a particular value of F_{814W} through the model

atmospheres is sensitive only to the mass–radius relationship set by the degenerate electron pressure support. This is very insensitive to the C/O relative abundances—these produce differences of $\delta F_{814W} < 0.05$. This implies that the value of Γ in the center, at the peak of the LF for example, is sensitive only to the interior composition. Therefore, we conclude that the onset of crystallization is determined by the particular mixture and the value of Γ for that mixture. Comparison of the theoretical models and the data promises to provide important measures of the onset and development of crystallization.

4. DISCUSSION, SUMMARY, AND FUTURES OF EXPLORING WD PHYSICS WITH CMDS

Although we are not focused on uncertainties, it is reasonable to examine how changing the distance modulus might affect the results. Put another way, how much does the distance have to change to reproduce the peak of the observed LF with oxygen crystallization rather than carbon? The answer is contained in Figure 5. Here we see that to make the location of the peak of the LF consistent with oxygen crystallization we have to lower the distance modulus by a little more than 0.5 mag—this possibility is excluded by the main-sequence fitting (Richer et al. 2008).

We have shown that simultaneously fitting the main sequence and the WDs in a cluster gives the best possible constraint on distance, metallicity, and reddening corrections. Physically realistic atmosphere calculations then allow us to place evolutionary tracks in the CMD. The number distribution of stars contains important information on the internal physics of the WD stars. This allows us to explore the physics of crystallization. We present evidence that the data are most consistent with a first-order phase transition, releasing latent heat during crystallization, as proposed by van Horn (1968). The current data place constraints on the onset of crystallization, the central carbon/oxygen abundance, and the composition of the envelope at the degeneracy boundary. We will improve these constraints with a more complete Bayesian statistical analysis in the near future. This work also points to the importance of forthcoming data on additional clusters as well as increasing the sample of stars through more *HST* fields on this cluster. This work also underscores the essential nature of more proper-motion data to get the most information out of these kinds of studies.

Pulsations may also allow an asteroseismological determination of the crystallized mass fraction for massive pulsators, as shown by Metcalfe et al. (2004) for the DAV BPM 37093, although this claim has been challenged by Brassard & Fontaine (2005). While certainly important, we note that asteroseismological analyses do not probe the latent heat of crystallization; this quantity is accessible only through the WD LF, as demonstrated in this Letter. To this end, we eagerly anticipate the forthcoming *HST* observations of this cluster. These will provide a proper-motion screened sample over a larger area of the

cluster and to fainter magnitudes, providing an exacting test of the ideas put forth in this Letter.

The authors thank A. Zobot for help computing the isochrones, Ted von Hippel and Hugh van Horn for useful discussions, and Brad Hansen and referees for suggesting improvements. D.E.W., S.O.K., and F.C. are fellows of CNPq–Brazil. M.H.M. and K.A.W. are grateful for the financial support of the National Science Foundation under awards AST-0507639 and AST-0602288, respectively, and M.H.M. acknowledges the support of the Delaware Asteroseismic Research Center. This work was supported in part by the NSERC Canada and by the Fund FQRNT (Québec). P.B. is a Cottrell Scholar of Research Corporation.

REFERENCES

- Abrikosov, A. A. 1960, *Zh. Eksp. Teor. Fiz.*, 39, 1798
 Assunção, M., et al. 2006, *Phys. Rev. C*, 73, 055801
 Barrat, J. L., Hansen, J. P., & Mochkovitch, R. 1988, *A&A*, 199, L15
 Bergeron, P., Wesemael, F., Lamontagne, R., Fontaine, G., Saffer, R. A., & Allard, N. F. 1995, *ApJ*, 449, 258
 Bischoff-Kim, A., Montgomery, M. H., & Winget, D. E. 2008, *ApJ*, 675, 1505
 Brassard, P., & Fontaine, G. 2005, *ApJ*, 622, 572
 DeGennaro, S., von Hippel, T., Winget, D. E., Kepler, S. O., Nitta, A., Koester, D., & Althaus, L. 2008, *AJ*, 135, 1
 Fontaine, G., Brassard, P., & Bergeron, P. 2001, *PASP*, 113, 409
 Hansen, B. M. S., & Liebert, J. 2003, *ARA&A*, 41, 465
 Hansen, B. M. S., et al. 2002, *ApJ*, 574, L155
 Hansen, B. M. S., et al. 2007, *ApJ*, 671, 380
 Holberg, J. B., & Bergeron, P. 2006, *AJ*, 132, 1221
 Holberg, J. B., Bergeron, P., & Gianninas, A. 2008, *AJ*, 135, 1239
 Horowitz, C. J., Berry, D. K., & Brown, E. F. 2007, *Phys. Rev. E*, 75, 066101
 Isern, J., García-Berro, E., Hernanz, M., & Chabrier, G. 2000, *ApJ*, 528, 397
 Kalirai, J. S., Bergeron, P., Hansen, B. M. S., Kelson, D. D., Reitzel, D. B., Rich, R. M., & Richer, H. B. 2007, *ApJ*, 671, 748
 Kirzhnits, D. A. 1960, *Sov. Phys.—JETP*, 11, 365
 Korn, A. J., Grundahl, F., Richard, O., Mashonkina, L., Barklem, P. S., Collet, R., Gustafsson, B., & Piskunov, N. 2007, *ApJ*, 671, 402
 Kowalski, P. M. 2007, *A&A*, 474, 491
 Marigo, P., Girardi, L., Bressan, A., Groenewegen, M. A. T., Silva, L., & Granato, G. L. 2008, *A&A*, 482, 883
 Meng, X., Chen, X., & Han, Z. 2008, *A&A*, 487, 625
 Metcalfe, T. S., Montgomery, M. H., & Kanaan, A. 2004, *ApJ*, 605, L133
 Metcalfe, T. S., Salaris, M., & Winget, D. E. 2002, *ApJ*, 573, 803
 Montgomery, M. H., Klumpe, E. W., Winget, D. E., & Wood, M. A. 1999, *ApJ*, 525, 482
 Potekhin, A. Y., & Chabrier, G. 2000, *Phys. Rev. E*, 62, 8554
 Richer, H. B., et al. 2008, *AJ*, 135, 2141
 Salaris, M., Dominguez, I., García-Berro, E., Hernanz, M., Isern, J., & Mochkovitch, R. 1997, *ApJ*, 486, 413
 Salpeter, E. E. 1961, *ApJ*, 134, 669
 Segretain, L., & Chabrier, G. 1993, *A&A*, 271, L13
 Segretain, L., Chabrier, G., Hernanz, M., García-Berro, E., Isern, J., & Mochkovitch, R. 1994, *ApJ*, 434, 641
 Slattery, W. L., Doolen, G. D., & Dewitt, H. E. 1982, *Phys. Rev. A*, 26, 2255
 Stevenson, D. J. 1977, *PASA*, 3, 167
 Stringfellow, G. S., Dewitt, H. E., & Slattery, W. L. 1990, *Phys. Rev. A*, 41, 1105
 van Horn, H. M. 1968, *ApJ*, 151, 227
 Winget, D. E., Hansen, C. J., Liebert, J., van Horn, H. M., Fontaine, G., Nather, R. E., Kepler, S. O., & Lamb, D. Q. 1987, *ApJ*, 315, L77
 Wood, M. A. 1992, *ApJ*, 386, 539

Referências Bibliográficas

- [1] ABRIKOSOV, A. A. Zhurnal Eksperimentalnoi i Teoreticheskoi Fiziki, *Eksp. i Fiz*, v. 39, p.1798, 1960.
- [2] ALCAINO, G.; LILLER, W. The main sequence of the metal-poor globular cluster NGC 6397. *Astronomical Journal*, v. 85, p. 680-694. Jun. 1980.
- [3] ALCAINO, G.; BUONANNO, R.; CALOI, V.; CASTELLANI, V. CORSI, C. E.; IANNICOLA, G.; LILLER, W. The CM diagram of the nearby globular cluster NGC 6397. *Astronomical Journal*, v. 94, p. 917-947, Oct. 1987.
- [4] ALEXANDER, D. R.; FERGUSON, J. W. Low-temperature Rosseland opacities. *Astrophysical Journal, Part 1*, v. 437, no. 2, p. 879-891, Dec. 1994.
- [5] ALONSO, A.; SALARIS, M.; MARTÍNEZ-ROGER, C.; STRANIERO, O.; ARRIBAS, S. CCD photometry of the metal-rich halo cluster NGC 6366. *Astronomy and Astrophysics*, v. 323, p. 374-381, Jul. 1997.
- [6] ALTHAUS, L. G.; BENVENUTO, O. G. Evolution of DA white dwarfs in the context of a new theory of convection. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 296, Issue 1, p. 206-216. May 1998.
- [7] ANTHONY-TWAROG, B. J.; MUKHERJEE, K.; TWAROG, B.A. UVBY CCD photometry of the upper main sequence in Omega Centauri. *Astronomical Society of the Pacific, Publications*, v. 104, no. 677, p. 561-573. July. 1992.
- [8] ANTHONY-TWAROG, B. J.; TWAROG, B.A. CCD UVBYH β Photometry in Clusters. II. The Nearest Globular Cluster, NGC 6397. *The Astronomical Journal*, v.120, Issue 6, pp. 3111-3126. Dec. 2000.
- [9] ARMANDROFF, T. E. The properties of the disk system of globular clusters. *Astronomical Journal (ISSN 0004-6256)*, v. 97, p. 375-389, Feb. 1989.
- [10] ASPLUND, M.; GREVESSE, N.; SAUVAL, A. J. The Solar Chemical Composition. *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis in honor of David L. Lambert, ASP Conference Series*, v. 336, Proceedings of a symposium held 17-19 June, 2004 in Austin, Texas. Edited by Thomas G. Barnes III and Frank N. Bash. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2005., p.25, Sep. 2005.
- [11] ASSUNÇÃO, M.; FEY, M.; LEFEBVRE-SCHUHL, A.; KIENER, J.; TATISCHEFF, V.; HAMMER, J. W.; BECK, C.; BOUKARI-PELLISSIE, C.; et al. E1 and E2S factors of C12(α,γ_0)O16 from γ -ray angular distributions with a 4 π -detector array. *Physical Review C*, v. 73, Issue 5, id. 055801, May 2006.

- [12] BAPTISTA, R. Precision photometry with SOI/SOAR. *Memorando interno do SOAR*, Feb. 2007.
- [13] BARBUY, B.; BICA, E.; ORTOLANI, S. Globular clusters within 5(deg) of the Galactic center. *Astronomy and Astrophysics*, v.333, p.117-124, May 1998.
- [14] BARBUY, B.; BICA, E.; ORTOLANI, S.; BONATTO, C. SOAR BVI photometry of the metal-poor bulge globular cluster NGC 6642. *Astronomy and Astrophysics*, v. 449, Issue 3, p.1019-1024, April 2006.
- [15] BEDIN, L. R.; SALARIS, M.; PIOTTO, G.; ANDERSON, J.; KING, I. R.; CASSISI, S. The End of the White Dwarf Cooling Sequence in M4: An Efficient Approach. *The Astrophysical Journal*, v. 697, Issue 2, p. 965-979, June 2009.
- [16] BENVENUTO, O. G.; ALTHAUS, L. G. Evolution of helium white dwarfs with hydrogen envelopes. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, v. 293, p. 177-188, Jan. 1998.
- [17] BENVENUTO, O. G.; ALTHAUS, L. G. DB white dwarf evolution in the frame of the full spectrum turbulence theory. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 288, Issue 4, p. 1004-1014. Sep. 1997.
- [18] BERGBUSCH, P. A.; VANDENBERG, D. A. Models for Old, Metal-poor Stars with Enhanced α -Element Abundances. III. Isochrones and Isochrone Population Functions. *The Astrophysical Journal*, v. 556, Issue 1, p. 322-339, Jul. 2001.
- [19] BERGERON, P.; WESEMAEL, F.; BEAUCHAMP, A. Photometric Calibration of Hydrogen- and Helium-Rich White Dwarf Models. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v.107, p.1047, Nov. 1995.
- [20] BERGERON, P.; SAUMON, D.; WESEMAEL, F. New model atmospheres for very cool white dwarfs with mixed H/He and pure He compositions. *Astrophysical Journal, Part 1*, v. 443, no. 2, p. 764-779, April 1995.
- [21] BERGERON, P.; LEGGETT, S. K. Model Atmosphere Analysis of Two Very Cool White Dwarfs. *The Astrophysical Journal*, v. 580, Issue 2, p. 1070-1076, Dec. 2002
- [22] BERGERON, P. Comunicação pessoal, 2008.
- [23] BERTIN, E.; ARNOUITS, S. SExtractor: Software for source extraction. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, v.117, p.393-404, June 1996
- [24] BESSELL, M. S. UBVRI passbands. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 102, p. 1181-1199, Oct. 1990.
- [25] BICA, E.; BONATTO, C.; BARBUY, B.; ORTOLANI, S. Globular cluster system and Milky Way properties revisited. *Astronomy and Astrophysics*, v. 450, p. 105-115, Apr. 2006.

- [26] BROCATO, E.; CASSISSI, E.; CASTELLANI, V.; COOL, A. M.; KING, I. R.; PIOTTO, G. Low-Luminosity Main-Sequence Stars: NGC 6397 and the Solar Neighbourhood. *Formation of the Galactic Halo...Inside and Out, ASP Conference Series*, v.92, p. 76. Apr. 1996.
- [27] BONATTO, C.; BICA, E.; ORTOLANI, S.; BARBUY, B. FSR1767 - a new globular cluster in the Galaxy. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, v. 381, Issue 1, p. 45-49, Oct. 2007.
- [28] CANNON, R. D. Photometry of southern globular clusters. III. Bright stars in 47 Tucanae, NGC 6397 and NGC 288. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 167, p.551, June 1974.
- [29] CARNEY, B W. The Constancy of $[\alpha/\text{Fe}]$ in Globular Clusters of Differing $[\text{Fe}/\text{H}]$ and Age. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v.108, p.900, Oct. 1996.
- [30] CASTELLI, F.; GRATTON, R. G.; KURUCZ, R. L. Notes on the convection in the ATLAS9 model atmospheres. *Astronomy and Astrophysics*, v.318, p.841-869, Feb. 1997.
- [31] CAUGHLAN, G. R.; FOWLER, W. A.; Thermonuclear Reaction Rates V. *Atomic Data and Nuclear Data Tables*, v. 40, p. 283. 1988.
- [32] CHABRIER, G. The Galactic Disk Mass Budget. I. Stellar Mass Function and Density *The Astrophysical Journal*, v. 554, Issue 2, p. 1274-1281, June 2001.
- [33] CLAVER, C. F.; LIEBERT, J.; BERGERON, P.; KOESTER, D. The Masses of White Dwarfs in the Praesepe Open Cluster. *Astrophysical Journal*, v. 563, Issue 2, p. 987-998. Dec. 2001.
- [34] COOL, A. M.; PIOTTO, G.; KING, I. R. The Main Sequence and a White Dwarf Sequence in the Globular Cluster NGC 6397. *Astrophysical Journal* v.468, p.655. Sep. 1996
- [35] DA COSTA, G.S.; SEITZER, P. NGC 6366: The most metal-rich halo globular cluster? *The Astronomical Journal*, v.97, n. 2, p. 405-413, Feb. 1989.
- [36] DAVIS, S.; RICHER, H. B.; ANDERSON, J.; BREWER, J. The binary fraction of NGC 6397. *Dynamical Evolution of Dense Stellar Systems Proceedings IAU Symposium*, n. 246, 2007.
- [37] DOBBIE, P. D.; NAPIWOTZKI, R.; BURLEIGH, M. R.; BARTSOW, M. A.; BOYCE, D. D.; CASEWELL, S. L.; JAMESON, R. F.; HUBENY, I.; FONTAINE, G. New Praesepe white dwarfs and the initial mass-final mass relation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 369, Issue 1, p. 383-389. June 2006.
- [38] DOTTER, A.; CHABOYER, B.; JEVREMOVIĆ, D.; BARON, E.; FERGUSON, J. W.; SARAJEDINI, A.; ANDERSON, J. The ACS survey of galactic globular clusters. II. Stellar evolution tracks, isochrones, luminosity functions, and synthetic horizontal branch models. *The Astronomical Journal*, v. 134, Issue 1, p. 376-390, Jul. 2007.

- [39] DRUKIER, G. A.; FAHLMAN, G. G.; RICHER, H. B.; SEARLE, L.; THOMPSON, I. Star counts in NGC 6397. *The Astronomical Journal*, v. 106, no. 6, p. 2335-2348. Dec. 1993.
- [40] DUCATI, J. R.; RIBEIRO, D.; REMBOLD, S. B. A Method for Simultaneous Determination of A_V and R and Applications. *The Astrophysical Journal*, Volume 588, Issue 1, pp. 344-352, May 2003.
- [41] DUTRA, C. M.; BICA, E. Foreground and background dust in star cluster directions. *Astronomy and Astrophysics*, v.359, p.347-363, Jul. 2000.
- [42] FAHLMAN, G.G.; RICHER, H.B.; SEARLE, L.; THOMPSON, I.B. Faint star counts in NGC 6397. *Astrophysical Journal, Part 2 - Letters*, v. 343, p. L49-L51. Aug. 1989.
- [43] FERRARIO, L.; WICKRAMASINGHE, D.; LIEBERT, J.; WILLIAMS, K. A. The open-cluster initial-final mass relationship and the high-mass tail of the white dwarf distribution. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v.361, Issue 4, p. 1131-1135. Aug. 2005.
- [44] FERRARO, F. R.; VALENTI, E.; STRANIERO, O.; ORIGLIA, L. An Empirical Calibration of the Mixing-Length Parameter α . *The Astrophysical Journal*, v. 642, Issue 1, pp. 225-229, May 2006.
- [45] FERRO, A. A.; GIRIDHAR, S.; LÓPEZ, R. V.; FIGUERA, R.; BRAMICH, D. M.; ROSENZWEIG, P. A new search for variable stars in the globular cluster NGC 6366. *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica* Vol. 44, pp. 365-380, Oct. 2008
- [46] FITZPATRICK, E. L.; MASSA, D. An Analysis of the Shapes of Interstellar Extinction Curves. V. The IR-through-UV Curve Morphology. *The Astrophysical Journal*, v. 663, Issue 1, p. 320-341, July 2007.
- [47] GHEZ, A. M.; SALIM, S.; WEINBERG, N.; LU, J.; DO, T.; DUNN, J. K.; MATTHEWS, K.; MORRIS, M.; YELDA, S.; BECKLIN, E. E. Probing the properties of the Milky Way's central supermassive black hole with stellar orbits. *A Giant Step: from Milli- to Micro-arcsecond Astrometry, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium*, v.248, p. 52-58, July 2008.
- [48] GIRARDI, L.; BRESSAN, A.; BERTELLI, G.; CHIOSI, C. Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 M_{sun} , and from $Z=0.0004$ to 0.03 *Astronomy and Astrophysics Supplement*, v.141, p.371-383, Feb. 2000.
- [49] GIRARDI, L.; BERTELLI, G.; BRESSAN, A.; CHIOSI, C.; GROENEWEGEN, M. A. T.; MARIGO, P.; SALASNICH, B. Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets. *Astronomy and Astrophysics*, v.391, p.195-212, Aug. 2002.
- [50] GRATTON, R.G. Abundances in metal-poor stars. I - The globular clusters NGC 2808, NGC 3201, NGC 6397, and M 22. *Astronomy and Astrophysics*, v. 115, no. 1, p. 171-184, Nov. 1982.

- [51] GRATTON, R.G.; ORTOLANI, S. Metal abundances in metal-poor globular clusters. *Astronomy and Astrophysics* (ISSN 0004-6361), v. 211, no. 1, p. 41-55. Feb. 1989.
- [52] GRATTON, R. G.; BONIFACIO, P. BRAGAGLIA, A.; CARRETA, E.; CASTELLANI, V.; CENTURION, M.; CHIEFFI, A.; CLAUDI, R.; et al. The O-Na and Mg-Al anticorrelations in turn-off and early subgiants in globular clusters. *Astronomy and Astrophysics*, v.369, p.87-98, April 2001
- [53] GRATTON, R. G.; BRAGAGLIA, A.; CARRETA, E.; CLEMENTINI, S.; GHUNDAHL, F.; LUCATELLO, S. Distances and ages of NGC6397, NGC 6752 and 47 Tuc. *Astronomy & Astrophysics manuscript*, no h4497, Feb. 2008.
- [54] GREVESSE, N.; NOELS, A. Atomic data and the spectrum of the solar photosphere. *Phys. Scr. T*, Vol. T47, p. 133 – 138, 1993.
- [55] HANSEN, B. M. S.; BREWER, J.; FAHLMAN, G.G.; GIBSON, B. K.; IBATA, R.; LIMONGI, M.; RICH, R. M.; RICHER, H. B. et al. The white dwarf cooling sequence of the globular cluster Messier 4. *The Astrophysical Journal*, v. 574, p. 155-158, Aug. 2002.
- [56] HANSEN, B. M. S.; ANDERSON, J.; BREWER, J.; DOTTER, A.; FAHLMAN, G. G.; HURLEY, J.; KALIRAY, J.; KING, I.; et al. The White Dwarf Cooling Sequence of NGC 6397. *The Astrophysical Journal*, Volume 671, Issue 1, pp. 380-401. Dec. 2007.
- [57] HARRIS, H. C. The globular cluster NGC 6366: It's blue stragglers and variable stars. *The astronomical Journal*, v. 106, n. 2, p. 604-612, Aug. 1993.
- [58] HARRIS, W. E. A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way. *Astronomical Journal*, v.112, p.1487, Oct. 1996.
- [59] HOROWITZ, C. J.; BERRY, D. K.; BROWN, E. F. Phase separation in the crust of accreting neutron stars. *Physical Review E*, v. 75, Issue 6, id. 066101, June 2007.
- [60] HOWELL, S. B. Book-Review - Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques *Science*, v. 258, p. 5088, p. 1675, Dec. 1992.
- [61] HUBBARD, W. B.; LAMPE, M. Thermal Conduction by Electrons in Stellar Matter. *Astrophysical Journal Supplement*, v. 18, p.297, July 1969.
- [62] HURLEY, J. R.; AARSETH, S. J.; SHARA, M. M. The Core Binary Fractions of Star Clusters from Realistic Simulations. *The Astrophysical Journal*, v. 665, Issue 1, p. 707-718, Aug. 2007.
- [63] IGLESIAS, C.A.; ROGERS, F. J. Radiative opacities for carbon- and oxygen-rich mixtures. *Astrophysical Journal, Part 1*, v. 412, no. 2, p. 752-760. Aug. 1993.
- [64] JANSSEN, J. *Compi.Rend. Acad. Sci. Paris*, v. 101, p. 649, 1885
- [65] JEON, Y.; LEE, M. G.; KIM, S.; LEE, H. SX Phoenixis Stars in the Globular Cluster NGC 5466. *The Astronomical Journal*, Volume 128, Issue 1, pp. 287-299, Sep. 2004.

- [66] KALIRAI, J. S.; RICHER, H. B.; HANSEN, B. M. S.; REITZEL, D.; RICH, R. M. The Dearth of Massive, Helium-rich White Dwarfs in Young Open Star Clusters. *The Astrophysical Journal*, v. 618, Issue 2, p. 129-132. Jan. 2005.
- [67] 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.
- [68] KING, I. The structure of star clusters. IV. Photoelectric surface photometry in nine globular clusters. *Astronomical Journal*, Vol. 71, p. 276-282, May, 1966.
- [69] KINMAN, T. D. Globular clusters, II. The spectral types of individual stars and of the integrated light. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Vol. 119, p. 538-558. 1959.
- [70] KIRZHITS, D. A. Soviet *Physics - Journal of Experimental and Theoretical Physics*, v.11, p. 365, 1960.
- [71] KOESTER, D. White Dwarf Spectra and Atmosphere Models. eprint arXiv:0812.0482 Dec. 2008.
- [72] KORN, A. J.; GRUNDAHL, F.; MASHONKINA, L.; BARKLEM, P.S.; COLLET, R.; GUSTAFSSON, B. Atomic Diffusion and Mixing in Old Stars. I. Very Large Telescope FLAMES-UVES Observations of Stars in NGC 6397. *The Astrophysical Journal*, v. 671, Issue 1, p. 402-419, Dec. 2007.
- [73] KRAFT, R. P.; IVANS, I. I. A Globular Cluster Metallicity Scale Based on the Abundance of Fe II. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 115, Issue 804, p. 143-169, Feb. 2003.
- [74] KURUCZ, R. L. The stellar populations of Galaxies. *IAU Symposium*, 149,p. 225, 1993.
- [75] LANDRÉ, V.; PRANTZOS, N.; AGUER, P.; BOGAERT, G.; LEFEBVRE, A.; THIBAUD, J. P. Revised reaction rates for the H-burning of O-17 and the oxygen isotopic abundances in red giants. *Astronomy and Astrophysics*, v. 240, no. 1, p. 85-92. Dec. 1990.
- [76] LARSON, R.B. Galaxy Building. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 102, p. 709-722, Jul. 1990.
- [77] LIEBERT, J.; YOUNG, P. A.; ARNETT, D.; HOLBERG, J. B. WILLIAMS, K. A. The Age and Progenitor Mass of Sirius B. *The Astrophysical Journal*, v. 630, Issue 1, p. 69-72. Sep. 2005.
- [78] McNAMARA, D. H. Period-luminosity relations of SX Phoenicis stars. *Astronomical Journal*, v. 109, no. 4, p. 1751-1756, April 1995.
- [79] MARIGO, P.; GIRARDI, L. Evolution of asymptotic giant branch stars. I. Updated synthetic TP-AGB models and their basic calibration. *Astronomy and Astrophysics*, v. 469, Issue 1, p. 239-263, Jul. 2007.

- [80] MARIGO, P.; GIRARDI, L.; BRESSAN, A.; GROENEWEGEN, M. A. T.; SILVA, L.; GRANATO, G. L. Evolution of asymptotic giant branch stars. II. Optical to far-infrared isochrones with improved TP-AGB models. *Astronomy and Astrophysics*, v. 482, Issue 3, 2008, p.883-905, May 2008.
- [81] MARÍN-FRANCH, A.; APARICIO, A.; PIOTTO, G.; ROSENBERG., A.; CHABOYER, B.; SARAJEDINI, A.; SIEGEL, M.; ANDERSON, J.; et al. The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. VII. Relative Ages. *The Astrophysical Journal*, v. 694, Issue 2, p. 1498-1516, April 2009.
- [82] NEWELL, E. B.; RODGERS, E.B.; SEARLE, A.W. The blue horizontal-branch stars of NGC 6397. *Astrophysical Journal*, v. 156, p. 597, May, 1969.
- [83] O'DONOGHUE, D.; KANAAN, A.; KLEINMAN, S. J.; KRZESINSKI, J.; PRITCHET, C.N. CCDs and WET: Where are we and Where are we Going. *Baltic Astronomy*, v.9, p.375-385, 2000.
- [84] PAUST, N. E. Q.; APARICIO, A.; PIOTTO, G.; REID, I. N.; ANDERSON, J.; SARAJEDINI, A.; BEDIN, L. R.; CHABOYER, B.; et al. The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. VI. NGC 6366: A Heavily Stripped Galactic Globular Cluster. *The Astronomical Journal*, Volume 137, Issue 1, p. 246-256, Jan. 2009
- [85] PIKE, C. D. The metal-rich globular cluster NGC 6366. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 177, p. 257-264, Nov. 1976.
- [86] PIOTTO, G.; KING, I.R.; DJORGOVSKI, S. G.; SOSIN, M.; SAVIANE, I.; De ANGELI, F.; RIELLO, M.; RECIO BLANCO, A.; et al. HST color-magnitude diagrams of 74 galactic globular clusters in the HST F439W and F555W bands. *Astronomy and Astrophysics*, v. 391, p. 945-965, Sep. 2002.
- [87] POTEKHIN, A. Y.; CHABRIER, G. Equation of state of fully ionized electron-ion plasmas. II. Extension to relativistic densities and to the solid phase. *Physical Review E (Statistical Physics, Plasmas, Fluids, and Related Interdisciplinary Topics)*, v. 62, Issue 6, p.8554-8563, Dec. 2000.
- [88] RICHER, H. B.; ANDERSON, J.; BREWER, J.; DAVIS, S.; FAHLMAN, G. G.; HANSEN, B. M. S.; HURLEY, J.; KALIRAY, J. S.; et al. Probing the Faintest Stars in a Globular Star Cluster. *Science*, v. 313, Issue 5789, p. 936-940, Aug. 2006.
- [89] RICHER, H. B.; DOTTER, A.; HURLEY, J.; ANDERSON, J.; KING, I.; DAVIS, S.; FAHLMAN, G. G.; HANSEN, B. M. S.; et al. Deep Advanced Camera for Surveys Imaging in the Globular Cluster NGC 6397: the Cluster Color-Magnitude Diagram and Luminosity Function. *The Astronomical Journal*, v. 135, Issue 6, pp. 2141-2154, June 2008.
- [90] REID, I. N.; GIZIS, J. E. The Distance to NGC 6397 by M-Subdwarf Main-Sequence Fitting. *The Astronomical Journal*, v. 116, Issue 6, pp. 2929-2935. Dec. 1998

- [91] ROGERS, F. J.; IGLESIAS, C. A. Radiative atomic Rosseland mean opacity tables. *Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 79, no. 2, p. 507-568, April 1992.
- [92] ROSENBERG, A.; APARICIO A.; SAVIANE, I.; PIOTTO, G. Photometric catalog of nearly globular clusters: II. A large homogeneous (V, I) color-magnitude data-base. *Astronomy and Astrophysics – Supplement Series*, v. 145, p. 451-465, Sep. 2000.
- [93] RUTLEDGE, G. A.; HESSER, J. E.; STETSON, P. B. Galactic Globular Cluster Metallicity Scale from the Ca II Triplet II. Rankings, Comparisons, and Puzzles. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v.109, p.907-919, Aug. 1997.
- [94] SALARIS, M.; WEISS, A. Metal-rich globular clusters in the galactic disk: new age determinations and the relation to halo clusters. : *Astronomy and Astrophysics*, v.335, p.943-953, Jul. 1998.
- [95] SALASNICH, B.; GIRARDI, L.; WEISS, A.; CHIOSI, C. Evolutionary tracks and isochrones for alpha -enhanced stars. *Astronomy and Astrophysics*, v.361, p.1023-1035, Sep. 2000.
- [96] SALPETER, E. E. Energy and Pressure of a Zero-Temperature Plasma. *Astrophysical Journal*, v. 134, p. 669, Nov. 1961.
- [97] SARAJEDINI, A.; BEDIN, L. R.; CHABOYER, B.; DOTTER, A.; SIEGEL, M.; ANDERSON, J.; APARICIO, A.; KING, I. et al. The ACS survey of galactic globular clusters. I. Overview and clusters without previous Hubble Space Telescope photometry. *The Astronomical Journal*, v. 133, p. 1658-1672, Apr. 2007.
Tabela fotométrica disponível em: <http://www.astro.ufl.edu/~ata/public_hstgc/> Acesso em 07/11/2007
- [98] SEARLE, LEONARD; RODGERS, A.W. The Horizontal-Branch Stars of the Globular Cluster NGC 6397. *Astrophysical Journal*, vol. 143, p.809, Mar. 1966.
- [99] SHAPLEY, H.; SAWYER, H. B. Period and Light Curve of H.V. 4002. *Harvard College Observatory Bulletin*, v. 849, p.11-14, Aug. 1927.
- [100] SLATTERY, W. L.; DOOLEN, G. D.; DEWITT, H. E. N-dependence in the classical one-component plasma Monte Carlo calculations. *Physical Review A (General Physics)*, v. 26, Issue 4, p.2255-2258, Oct. 1982.
- [101] 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, Mar. 1987.
- [102] STISHOV, S. M. Does the phase transition exist in the one component plasma model? *JETP Letters - MAIK Nauka/Interperiodica distributed exclusively by Springer Science+Business Media*, v. 67, n. 1, p. 90-94, Jan. 1998.
- [103] STRINGFELLOW, G. S.; DEWITT, H. E.; SLATTERY, W. L. Equation of state of the one-component plasma derived from precision Monte Carlo calculations. *Physical*

Review A - Statistical Physics, Plasmas, Fluids, and Related Interdisciplinary Topics, 3rd Series, v. 41, p. 1105-1111. Jan. 1990.

- [104] TRUMPLER, R. J. Absorption of Light in the Galactic System. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 42, n. 248, p.214-227, Aug.1930.
- [105] VANDENBERG, D. A.; CLEM, J. L. Empirically constrained color-temperature relations. I. BV(RI)_C. *The Astronomical Journal*, v. 126, p. 778-802, Aug. 2003.
- [106] VAN HORN, H. M. Crystallization of White Dwarfs. *Astrophysical Journal*, v. 151, p.227, Jan. 1968.
- [107] WEAVER, T. A.; WOOSLEY, S. E. Nucleosynthesis in massive stars and the $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$ reaction rate. *Phys. Rep.*, v. 227, No. 1 - 5, p. 65 – 96, May 1993.
- [108] WEBBINK, R.G. Structure parameters of galactic globular clusters. IN: *Dynamics of star clusters; Proceedings of the Symposium, Princeton. Dordrecht, D. Reidel Publishing Co.*, p. 541-577. 1985.
- [109] WILLIAMS, K. A.; BOLTE, M.; KOESTER, D.; An Empirical Initial-Final Mass Relation from Hot, Massive White Dwarfs in NGC 2168 (M35). *The Astrophysical Journal*, v. 615, Issue 1, p. 49-52. Nov. 2004.
- [110] WINGET, D. E.; KEPLER, S. O.; CAMPOS, F.; MONTGOMERU, M. H.; GIRARDI, L.; BERGERON, P.; WILLIAMS, K. The Physics of Crystallization From Globular Cluster White Dwarf Stars in NGC 6397. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 693, Issue 1, p. 6-10, March 2009.
- [111] ZINN, R. The globular cluster system of the galaxy. IV - The halo and disk subsystems. *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), v. 293, p. 424-444, Jun. 1985.
- [112] <http://astro.if.ufrgs.br>