

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

Distribuição Espacial de Aglomerados Globulares:
Parâmetros Fundamentais da Galáxia

Juliana Crestani Ribeiro de Souza

Porto Alegre
Novembro de 2013

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

Distribuição Espacial de Aglomerados Globulares:
Parâmetros Fundamentais da Galáxia

Juliana Crestani Ribeiro de Souza

Trabalho de conclusão de curso realizado sob a orientação do Prof. Dr. Eduardo Luiz Damiani Bica a ser apresentado à Comissão de Graduação em Física da UFRGS, em preenchimento parcial dos requisitos para a obtenção do grau de Bacharel em Física.

Porto Alegre
Novembro de 2013

“Don’t be fooled if you hear
laughter, or happen upon a
smile. There is no lightness or
merriment here.”

Dishonored, by Arkane Studios
and Bethesda Softworks

Aos (numerosos) gatos que fazem parte da minha vida, especialmente Yaten e Hórus, e *my girls* Anita e Kira. Aos meus pais, que ainda têm a ingenuidade de perguntar quando vou “arrumar um emprego de verdade”. Ao professor Paulo M. Mors pelo apoio ao longo desses (muitos) anos.

Resumo

Utilizando dados de 161 aglomerados globulares (GCs), procuramos a distância ao centro de sua distribuição espacial e a comparamos com valores recentes para a distância ao centro da Galáxia. Em seguida, partindo do princípio que uma formação galáctica via colapso monolítico gera uma distribuição espacial aproximadamente simétrica de GCs, tomamos as assimetrias como indícios de interação e acreção com galáxias vizinhas, e analisamos diferentes cenários sugeridos por pesquisas recentes.

Resultados: Observamos uma diminuição significativa da assimetria na direção x quando excluídos da amostra todos GCs especiais (jovens, retrógrados, com multipopulação estelar, etc.). Também verificamos que as distribuições para baixa e alta metalicidade apresentam valores diferentes para seus picos máximos na direção x — 8 kpc e 6 kpc, respectivamente. É possível que existam GCs de alta metalicidade não detectados além do bojo, que poderiam conciliar os dois valores.

Palavras-chave: aglomerados globulares, distribuição espacial, multipopulação estelar, formação galáctica.

Abstract

Using data for 161 globular clusters (GCs), we search for the distance to their spatial distribution and compare it to recently found values for the distance to the Galactic center. Afterwards, assuming that galactic formation via monolithic collapse generates an approximately symmetrical spatial distribution, we take asymmetries as signs of interaction and accretion of neighboring galaxies, and analyze different scenarios suggested by the recent research.

Results: We observed a significant decrease in the asymmetry in the x direction when special GCs (young, retrogrades, with multiple stellar population, etc.) are removed from the sample. We also verified that the distributions for low and high metallicity present different values for their maximum peaks in the x direction — 8 kpc and 6 kpc, respectively. It is possible that there are undetected, high metallicity GCs beyond the bulge, that could bring the two values to a better agreement.

Keywords: *globular clusters, spatial distributions, multiple stellar population, galactic formation.*

Conteúdo

1. Introdução	2
1.1 Motivações	3
1.2 Objetivos	4
2. Dados	5
3. Sub-Amostras	6
3.1 Sub-Amostras Separadas Por Metalicidade	6
3.2 Sub-Amostra Sem GCs Jovens	7
3.3 Sub-Amostra Sem Multipopulação Estelar	7
3.4 Sub-Amostra Sem Movimento Retrógrado	8
3.5 Sub-Amostra Sem GCs Relacionados à DGN	8
3.6 Sub-Amostra Sem GCs Especiais	10
4. Análise	11
4.1 Amostra Completa	12
4.2 Sub-Amostras Separadas Por Metalicidade	16
4.3 Sub-Amostra Sem GCs Jovens	19
4.4 Sub-Amostra Sem Multipopulação Estelar	20
4.5 Sub-Amostra Sem Movimento Retrógrado	21
4.6 Sub-Amostra Sem GCs Relacionados à DGN	22
4.7 Sub-Amostra Sem GCs Especiais	26
4.8 GCs Da Região Atípica	26
5. Discussão	28
6. Conclusões	30
A. Apêndice	36
A.1 Amostra Completa	36
A.2 GCs Com Multipopulação Estelar	41

Seção 1

Introdução

Aglomerados Globulares (GCs) são objetos valiosos no estudo da estrutura galáctica. Tendo bilhões de anos de evolução, eles possuem uma densidade estelar interna maior do que aglomerados abertos e são verdadeiros fósseis que guardam em si informações sobre eras primordiais. Seus atributos como metalicidade e distribuição espacial servem como poderosas evidências para comprovar ou descartar modelos de formação da Galáxia. Contudo, a interpretação dos dados obtidos desses aglomerados é fortemente dependente do modelo adotado.

Modelos mais antigos partem de um cenário onde uma nuvem de gás massiva e aproximadamente esférica é sujeita a um colapso monolítico e dissipativo, com características como regime de queda-livre e baixa metalicidade (Eggen, Lynden-Bell & Sandage 1962). É possível inferir de tal situação que a distribuição de GCs terá uma grande simetria em diversos parâmetros, tanto espaciais quanto estruturais, fato que exploramos mais adiante nesse trabalho. Esse modelo ainda foi reformulado mais tarde para incluir enriquecimento químico, de forma a explicar o amplo domínio de metalicidades observado.

Com dados observacionais sendo continuamente melhorados por avanços tecnológicos, logo foram percebidas evidências de que outros processos foram importantes para que a Galáxia apresentasse as características que hoje observamos: interações ou até mesmo fusões completas com galáxias vizinhas, a chamada acreção hierárquica de satélites. Tais eventos ocorreram tanto em épocas recentes (Ibata, Irwin & Gilmore 1994; Ibata et al. 1997) quanto mais remotas (Searle & Zinn 1978; Zinn 1980). Satélites que tenham sido acretados podem ter deixado vestígios de sua existência, como seus núcleos, *streams*, ou até mesmo seus aglomerados globulares. Um estudo da distribuição espacial e características dos GCs da Galáxia pode fornecer mais informações sobre os diferentes cenários de formação, assim como sobre sua estrutura atual.

1.1 Motivações

Bica et al. (2006) publicaram um estudo do centro geométrico da distribuição espacial de GCs até então identificados na Galáxia, partindo da tabela compilada por Harris e enriquecidas com atualizações próprias. Com o propósito de comparar a distância do Sol ao centro da distribuição com a distância até o centro da Galáxia (R_o), foram descartados de sua amostra os GCs com indícios de origem extragaláctica, como os que apresentam movimento retrógrado ou conexão clara com núcleos de galáxias anãs, como M54 que está associado com o núcleo da anã de Sagittarius. Retraçar alguns dos passos executados nesse estudo foi o trabalho de Iniciação Científica da presente autora, ao qual esse trabalho de conclusão de curso dá continuidade.

A questão da distância entre o Sol e o centro da Galáxia (R_o) é fundamental em diversos aspectos da astronomia e astrofísica. Modelos de massa e luminosidade de objetos dentro da Galáxia, calibração de distâncias extragaláticas, idades de estrelas e aglomerados, e até mesmo a constante de Hubble (e conseqüentemente a aceleração da expansão do Universo), são dependentes de R_o (Reid 1993).

Tendo em mente a importância de R_o , não é surpreendente que a constante seja assunto de um intenso debate há mais de um século que ainda está em aberto apesar dos avanços tecnológicos e dos diversos métodos empregados para estimativas. Os resultados mais atuais apontam para uma faixa relativamente estreita: 7 a 8.5 kpc. Reid (1993) apresenta uma revisão bastante aprofundada dos métodos de determinação de R_o , suas limitações e vínculos teóricos, assim como evidência de um viés para os valores encontrados desde 1974 até a década de 90 (ver também Fig.1 de Foster & Cooper 2010). Um trabalho similar e mais atual foi realizado por Turner (2013), apresentando tanto valores recentes e os respectivos métodos utilizados na determinação, quanto um valor por ele mesmo encontrado através de novos dados referentes ao movimento próprio do Sol, $R_o = 8.34 \pm 0.27$ kpc.

Outra discussão sobre a existência de um viés, também chamado *bandwagon effect*, é feita por Malkin (2013). Revisando 52 valores de R_o encontrados nos últimos vinte anos, ele conclui que não existe viés estatisticamente significativo embora possa ter existido em tempos anteriores, e que os erros na determinação do valor têm diminuído. Os dados do trabalho de Malkin apresentam um valor médio $R_o = 7.97$ kpc, com máximo de 8.8 kpc e mínimo de 7.0 kpc. Já Foster & Cooper (2010) encontraram $R_o = 8.4 \pm 0.6$ kpc como média.

Após a comparação de R_o com o centro geométrico encontrado da distribuição de GCs, removendo da amostra diferentes grupos (como os que de GCs que apresentam movimento retrógrado), nos focamos no estudo das assimetrias encontradas. Procuramos identificar quais GCs estão presentes nos pontos mais assimétricos (picos que perturbam a suavidade

da distribuição Gaussiana) e procurar indícios de que tenham origem extragaláctica conforme o esperado no caso de acreção hierárquica. Esses GCs foram agrupados segundo certas características, como conexão com núcleos de galáxias anãs ou múltiplas populações estelares.

1.2 Objetivos

Temos dois objetivos principais nessa análise. Primeiramente, revisitamos o trabalho já realizado por E. Bica, C. Bonatto e colaboradores (2006) com dados atualizados para estimar a distância do Sol ao centro da distribuição geométrica de GCs. Em seguida, partindo do princípio que a formação galáctica via colapso monolítico gera uma distribuição espacial aproximadamente uniforme de GCs, tomamos eventuais assimetrias como indícios de interação e acreção com galáxias vizinhas e procuramos explicá-las em vista de descobertas e teorias recentes relativas à acreção hierárquica.

Com a finalidade de agrupar quaisquer GCs com características similares que apontem a uma origem comum, formamos sub-amostras utilizando parâmetros como a presença de múltiplas populações estelares, metalicidade, órbita retrógrada em relação ao disco, e associação com possíveis núcleos de galáxias anãs (DGN). No capítulo 3, apresentamos as diferentes sub-amostras e, no capítulo 4, suas respectivas distribuições espaciais. Observando as assimetrias dessas distribuições, procuramos os GCs que nelas estão e que possuem características não usuais. Ao longo do trabalho, faremos uma breve análise de diferentes cenários propostos para a formação de GCs e da Galáxia. Algumas expressões em inglês tipicamente utilizadas na literatura foram utilizadas por simplicidade, sendo apresentadas em *itálico*.

Seção 2

Dados

Os dados da amostra completa provém da tabela Tab. A.1, produzida a partir da edição de 2010 do *Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way*, de Harris (1996), com classificações formuladas por Bica et al. (2006) e com a adição de dois novos GCs: Muñoz 1 (Muñoz et al. 2012) e Segue 3 (Belokurov et al. 2010) feita pela presente autora. As sub-amostras investigadas são apresentadas no capítulo 3. Para a sub-amostra que leva em consideração a presença de multipopulação estelar, a autora utilizou diversas referências recentes, que encontram-se listadas na Tab. A.2.

Seção 3

Sub-Amostras

Formamos sub-amostras de GCs dividindo a amostra completa por metalicidade, ou removendo grupos de GCs com características em comum. Esses grupos estão listados na Tab. A.1.

3.1 Sub-Amostras Separadas Por Metalicidade

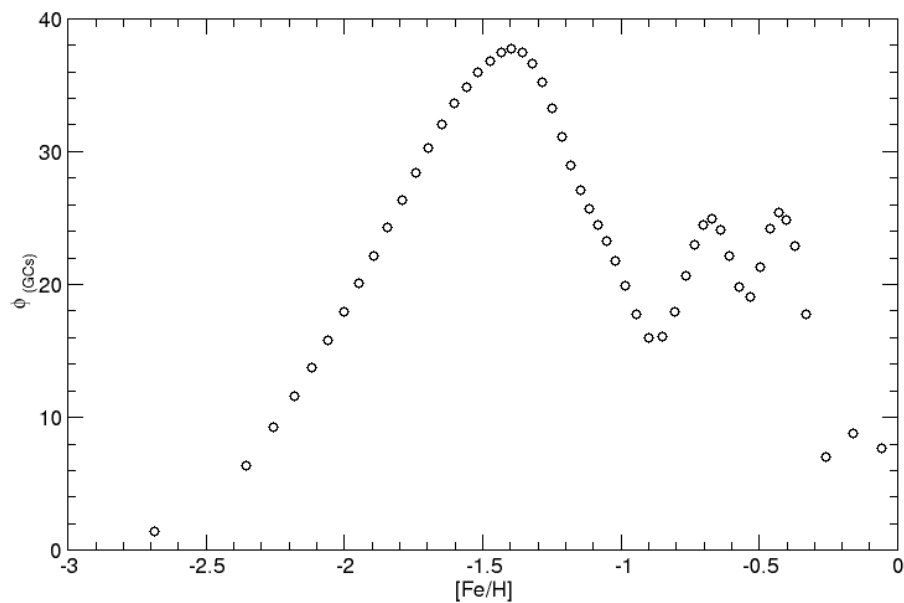


Fig. 3.1: *Distribuição de metalicidade da amostra completa.*

A primeira divisão da amostra principal foi realizada em função da metalicidade. Esse passo também foi dado por Bica et al. (2006), contudo o valor limite adotado foi $[Fe/H] = -0.75$. A separação por metalicidade no presente trabalho, contudo, foi tomada como $[Fe/H] = -1$ já que o critério anterior tornava a amostra de alta metalicidade demasiadamente pequena. Esse valor é aceitável, sendo correspondente a um mínimo na distribuição.

Essa separação é bastante pertinente já que há uma bimodalidade evidente na distribuição por metalidade dos GCs, o que é outro fator que pode reforçar a hipótese de formação galáctica via tanto acreção hierárquica quanto colapso monolítico. É importante notar que 5 GCs não possuem valor registrado de metalicidade, portanto foram excluídos dessa análise.

3.2 Sub-Amostra Sem GCs Jovens

Utilizando a classificação elaborada por Bica et al. (2006), os GCs considerados jovens (pertencentes ao grupo Y da Tab. A.1) foram eliminados dessa sub-amostra.

3.3 Sub-Amostra Sem Multipopulação Estelar

Por muito tempo, GCs foram considerados como conjuntos compactos de estrelas quimicamente similares, com populações estelares simples. Diagramas de cor-magnitude apoiam esse cenário até mesmo em estudos recentes. Contudo, existem cada vez mais dados observacionais apontando para uma abundância química bastante peculiar em diversos GCs, geralmente apresentando populações quase homogêneas para metais pesados como Fe (exceções são citadas por Valcarce & Catelan 2011), mas grandemente variadas quando metais leves como Al, Mg, Na e O são considerados. Esses elementos leves apresentam uma forte anticorrelação não encontrada em estrelas de campo, sendo característica dos GCs. Além disso, alguns GCs como ω Centauri apresentam diagramas de cor-magnitude bastante atípicos, com sequências principais múltiplas. Uma revisão desses aspectos pode ser encontrada em Piotto (2010).

Brodie et al. (2012) oferecem uma discussão detalhada sobre a detecção de uma bimodalidade nas populações estelares de GCs, analisando se ela origina-se de uma diferença de metalicidade real ou apenas aparente devido a limitações na obtenção de dados. Utilizando a galáxia NGC 3115, o trabalho conclui que ao menos nessa galáxia *early-type* a bimodalidade é real, e não um produto das transformações não-lineares de cor-metalicidade. Com isso, temos mais um forte indício de que essa bimodalidade é uma característica comum. É relevante ressaltar que na distribuição de metalicidade do presente trabalho, apresentada na Fig. 3.1, podemos estar sujeitos a um problema similar, de forma que o pico triplo encontrado seja, na realidade, apenas duplo conforme a literatura apóia.

Carreta et al. (2012) utilizam dados de 19 GCs da Galáxia para verificar que, apesar da bimodalidade sugerir populações estelares de idades e composições químicas distintas, ela não se apresenta nas abundâncias de todos os metais. De fato, observa-se uma grande homogeneidade em metais mais pesados quando diferentes estrelas de um mesmo GCs são

consideradas. James et al. (2004) oferecem uma discussão mais aprofundada sobre os possíveis motivos dessa clara diferença entre metais leves e pesados, descartando a hipótese de auto-enriquecimento clássica, onde a nuvem primordial de GCs do halo é contaminada por estrelas massivas nela formadas, dando origem a uma segunda geração estelar com maior metalicidade. O GC formado precisaria ser massivo o bastante para reter esse material enriquecido produzido pela primeira geração de estrelas. Segundo as conclusões dos autores, a existência dessas estrelas massivas não teria sido suficiente para explicar as abundâncias químicas encontradas.

É importante ressaltar que a literatura recente apresenta trabalhos tanto apoiando as conclusões citadas acima, quanto cenários completamente diferentes. A discussão sobre a bimodalidade em metalicidade de GCs ainda está em intenso desenvolvimento, pois o pressuposto de que GCs possuem populações homogêneas está intimamente conectado ao estudo de evolução estelar (Strader et al. 2006). Um modelo de enriquecimento mais elaborado do que o “clássico” é oferecido por Conroy & Spergel (2011) para GCs massivos. Gratton, Carreta & Bragaglia (2012) e Bragaglia et al. (2013) oferecem um review recente dessa discussão.

Apenas 23 GCs receberam, no presente trabalho, classificação quanto a presença ou não de multipopulações estelares. Eles são apresentados na Tab. A.2.

3.4 Sub-Amostra Sem Movimento Retrógrado

Movimento retrógrado é uma característica difícil de conciliar com um cenário de formação de GCs sem origens externas à Galáxia. Bica et al. (2006) utilizaram essa classificação para construir uma sub-amostra de GCs possivelmente “nativos”, isto é, eliminando aqueles com indícios de terem sido originados por acreção hierárquica. Os GCs removidos dessa sub-amostra são os pertencentes ao grupo R apresentado na Tab. A.1.

3.5 Sub-Amostra Sem GCs Relacionados à DGN

Retiramos dessa amostra Sagittarius e Canis Major, considerados como vestígios de galáxias anãs acretadas pela Galáxia, e GCs a eles associados. Eles estão listados na Tab. A.1 nos grupos C, CT, S, ST, e DN.

Sendo Sagittarius remanescente de uma galáxia anã, provavelmente temos mais aglomerados abertos e *tidal streams* associados a ele do que GCs, pela própria natureza violenta de uma acreção. Newberg e colaboradores fazem um estudo aprofundado em dois trabalhos sobre *streams* (Newberg, Yanny & Willet et al. 2009) e sub-estruturas do halo (Newberg et al. 2002) possivelmente relacionados com Sagittarius. Devido a falta de informações

cinemáticas, análises que procuram relacionar DGN e os possíveis vestígios a elas relacionados tornam-se bastante difíceis. Newberg et al. (2009) comentam também incoerências entre a metalicidade de Sagittarius e a do *tidal stream* considerado, apesar deste último ter localização espacial que sugira conexão entre ambas estruturas.

Realizamos uma análise similar para a possível galáxia anã Canis Major, confirmando que o número limitado de GCs que atualmente podemos associar a cada DGN não é suficiente para causar diferenças acentuadas nas distribuições. Isso também pode apontar para uma necessidade de múltiplas acreções ao longo de muitos bilhões de anos para justificar as grandes assimetrias encontradas.

O caso de Canis Major é especialmente interessante pois não há consenso na literatura sobre sua existência. De fato, trechos desse *stream* tem densidade maior do que os associados a Sagittarius. Newberg et al. (2002) dedica uma seção à discussão dessa sobredensidade, citando tanto a possibilidade de que ela se trata de uma galáxia anã em processo de ruptura assim como Sagittarius, quanto a de que ela é, na verdade, apenas um *stream* de estrelas sem coesão gravitacional. Essa última hipótese, contudo, também indicaria que o grupo de estrelas originalmente coeso que foi desagregado precisaria ser bastante massivo para dar origem a um *stream* tão denso, contando com ao menos 10^7 estrelas — uma quantidade que por si já está na ordem de uma galáxia anã.

No início da década passada existiu uma discussão intensa sobre a possibilidade dessa sobredensidade se tratar ou não de uma galáxia anã (Bellazzini et al. 2006). Um *review* recente realizado por Lopez-Corredoira et al. (2012) ressalta a necessidade de procurar os cenários mais simples, por mais instigantes que sejam as hipóteses que apontam para origens extra-Galáticas para essas anomalias, já que não há dados o bastante para fundamentar completamente nenhum cenário em particular. O trabalho conclui que, diferentemente de Sagittarius, os dados de Canis Major até hoje obtidos não descartam a hipótese mais simples: de que essa sobredensidade é simplesmente consequência de um dobramento no disco. Como citado por Wylie-de Boer, Freeman & Williams (2010), a procura por tidal streams é bastante complexa. Talvez com mais informações, futuramente seja possível descartar completamente a possibilidade de origem extra-Galática para a sobredensidade em Canis Major, ou verificá-la tal como foi feito com Sagittarius.

Outro caso interessante é ω Centauri, que possui diversas características atípicas como movimento retrógrado, populações estelares múltiplas radialmente segregadas, e a possível presença de um buraco negro central. Mais detalhes e possíveis cenários de acreção podem ser encontrados em Bekki & Freeman (2003). Uma discussão da retenção de elementos pesados por ω Centauri e suas múltiplas populações estelares é feita por Gnedin et al. (2002), concluindo que o GC provavelmente foi gerado em uma galáxia que foi mais tarde acreta. Pancino et al. (2003) discutem a separação espacial das diferentes populações estelares,

apresentando a hipótese de que não foram formadas pelo mesmo mecanismo. Sollima et al. (2005) mostram que o *red giant branch* de ω Centauri é discreto, apresentando cinco populações bem definidas.

Villanova et al. (2007) estudam o *sub-giant branch*, interpretando sua multiplicidade como indicação de diferentes épocas de formação estelar, assim como indício de que o sistema original que gerou ω Centauri era composto. De fato, dois grupos, um de alta e outro de baixa metalicidade, apresentam idades muito similares, o que não pode ser explicado pela hipótese de um que GC se forma a partir de uma única nuvem de gás. Villanova et al. (2007) também notaram que as populações mais antigas de ω Centauri são mais jovens do que a Galáxia. Considerando que o *merging* de GCs dentro da Galáxia é muito improvável, a evidência observacional parece indicar que ω Centauri foi formado externamente à Galáxia, tendo um tempo de evolução e *mergings* em sua galáxia nativa antes de ser acretado.

Além disso, também existem indícios de *tidal debris* associados a ω Centauri (Wylie-de Boer, Freeman & Williams 2010; Mizutani, Chiba & Sakamoto 2003), e de aglomerados abertos criados quando a DGN atravessou o disco (Salerno et al. 2009; Salerno 2013). Uma perspectiva futura desse trabalho poderia envolver o estudo cinemático de outros GCs, levando em consideração que fragmentos de uma galáxia acretada podem ter sido dissolvidos, assim como modelos de datação de população estelar e enriquecimento químico (Joo & Lee 2013). O mesmo tipo de estudo poderia aplicar-se também a M22, que possui pequena diferença de idade entre as populações estelares (D’Orazi et al. 2012), assim como outros GCs com fortes indícios de origem extra-galáctica.

É importante manter em mente que acreções muito antigas podem apresentar parâmetros com maior homogeneização, sendo difícil diferenciá-las de uma formação nativa à Galáxia. De fato, o resultado de um estudo dessa natureza poderia até mesmo apontar que acreção hierárquica ocorreu desde os primórdios da Galáxia, tendo uma contribuição similar ou até maior do que o colapso monolítico na sua estrutura atual.

3.6 Sub-Amostra Sem GCs Especiais

Foram excluídos dessa sub-amostra todos GCs com identificações especiais. Ou seja, sem jovens (grupo Y), retrógrados (grupo R), com multipopulação estelar (ver Tab. A.2), ou relacionados à DGN (grupos DN, C, CT, S, ST).

Seção 4

Análise

As distribuições foram geradas por um código, desenvolvido por C. Bonatto, que leva em consideração o valor do avermelhamento $E(B-V)$ como fonte de incerteza no valor da distância de cada GC. Diferentemente de um histograma, o código calcula a densidade de probabilidade da distância de cada GC se encontrar em um dado intervalo de valores (*bins*). Assim, a integral da distribuição final corresponde ao número total de globulares analisados. A distribuição de intervalos de valores de distância é otimizada pelo código de tal forma que os *bins* tenham barras de erro menores do que solicitado pelo usuário. Desta forma, a presença de picos ou vales na distribuição se torna estatisticamente significativa.

Inicialmente, conforme explicado na introdução, procuramos o centro geométrico em cada coordenada (x , y , e z) da distribuição de GCs da amostra completa, utilizando um referencial cartesiano centrado no Sistema Solar, com x crescendo na direção do centro da Galáxia, z na direção do polo norte galáctico, e y tangente ao disco de forma a constituir um sistema de eixos dextrogiro.

Após comparar o valor encontrado para a distância em x com R_o , nos focamos no estudo das assimetrias das distribuições. Para tanto, agrupamos diferentes GCs conforme características já amplamente reconhecidas na literatura em sub-amostras (ver seção 3). Finalizando o estudo das assimetrias, a tabela Tab. 4.2 apresenta todos os GCs presentes no pico em torno de $x = 3$ kpc, que chamamos região atípica.

4.1 Amostra Completa

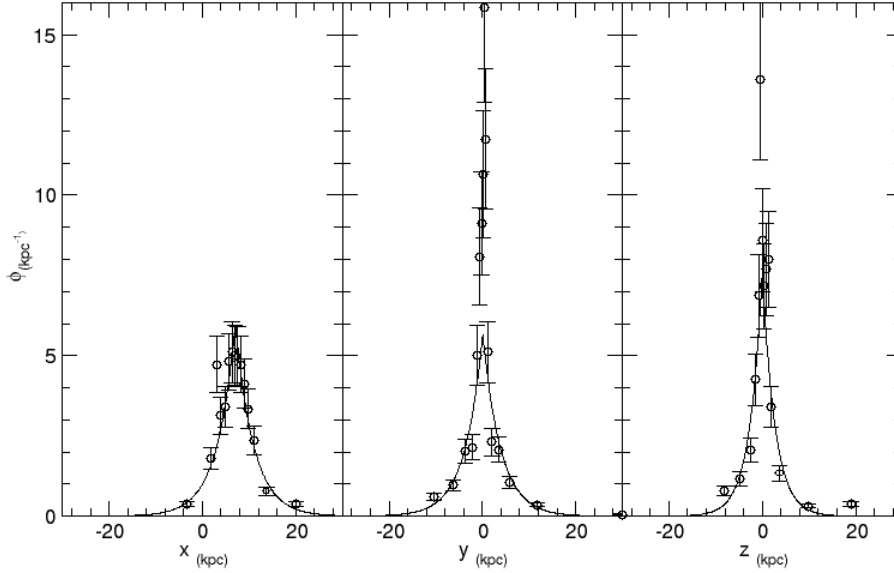


Fig. 4.1: *Distribuição espacial da amostra completa. Os parâmetros das funções Gaussianas sobrepostas (equação 4.1) encontram-se na tabela 4.1. A escala horizontal foi otimizada para melhor visualização das regiões centrais, tendo sido desprezadas regiões mais distantes e pouco povoadas por GCs.*

$$\Phi(x) = a \cdot e^{-\frac{|x-b|}{c}} \quad (4.1)$$

Parâmetro	Em x	Em y	Em z
a	0.07 ± 0.98	5.65 ± 1.30	7.66 ± 1.98
b	6.98 ± 0.43	0.10 ± 0.10	0.02 ± 0.44
c	3.95 ± 0.50	3.86 ± 0.75	2.70 ± 0.57
RMS error	2.21	3.86	3.04

Tab. 4.1: *Parâmetros das funções Gaussianas (equação 4.1) ajustadas à distribuição espacial da amostra completa.*

Conforme tratado na seção 1, a determinação de R_o é essencial para diversas outras estimativas, desde luminosidade estelar até a constante de Hubble. A distribuição espacial de GCs oferece mais um possível valor a ser considerado nesse problema fundamental. Ajustando uma curva Gaussiana (equação 4.1) aos dados, encontramos uma distância do Sol ao centro da distribuição de $d_x = 6.98 \pm 0.43$ kpc em x. O valor está notoriamente abaixo do limite inferior da faixa de valores recentes (ver discussão na seção 1.1).

Como Reid (1993) comenta, cada método de estimativa de distâncias galáticas tem seus vínculos, provenientes tanto de limitações tecnológicas quanto de suposições dos modelos nos quais se baseiam. Apesar de distribuições geométricas serem relativamente livres de dependências desse tipo, os próprios métodos de determinação de posição dos GCs presentes na tabela não o são, o que pode criar erros sistemáticos na estimativa de R_o .

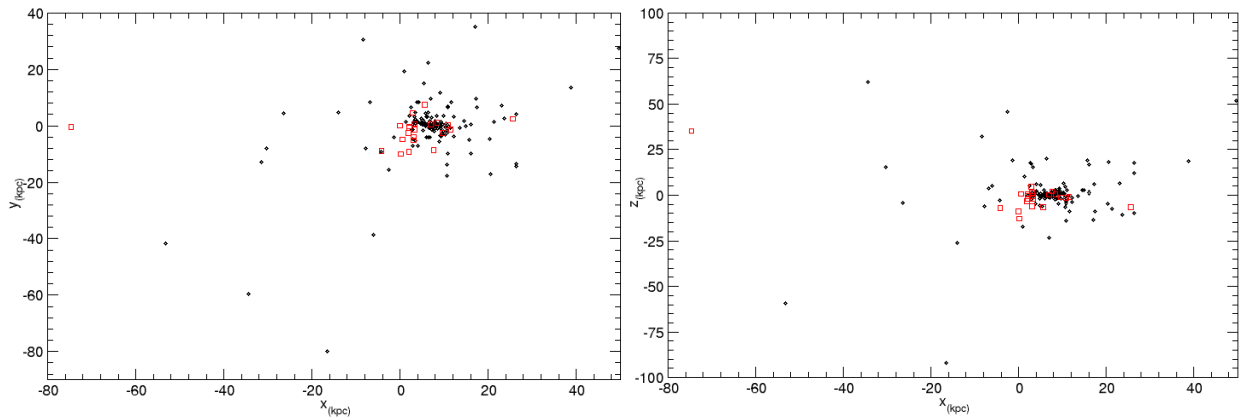


Fig. 4.2: *Projeção da distribuição espacial da amostra completa no plano (x,y) . Quadrados representam GCs com multipopulação estelar.*

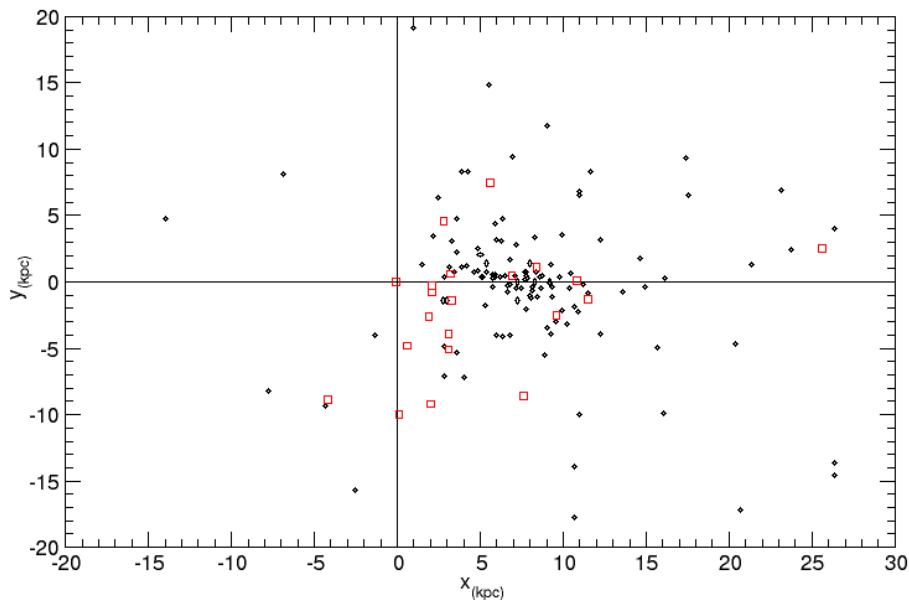


Fig. 4.3: *Projeção da distribuição espacial da amostra completa no plano (x,y) . Quadrados representam GCs com multipopulação estelar.*

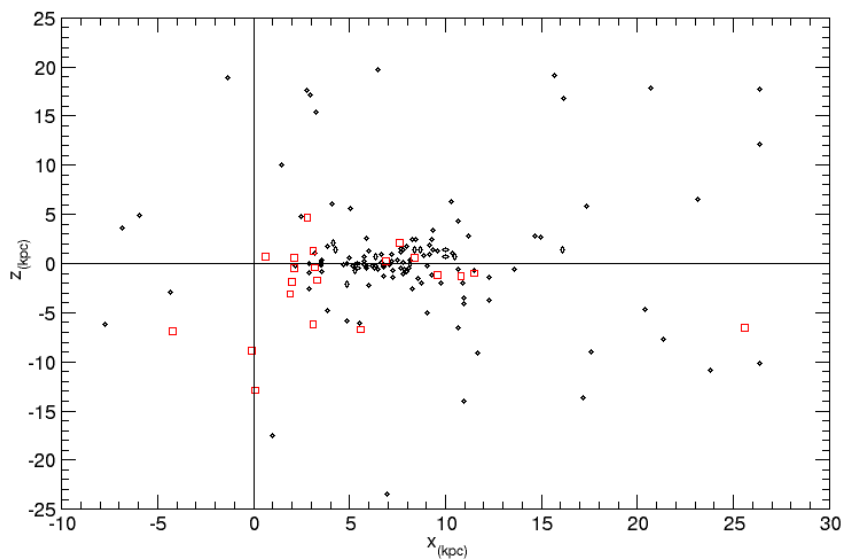


Fig. 4.4: *Região central da projeção da distribuição espacial da amostra completa no plano (x,z) . Quadrados representam GCs com multipopulação estelar.*

Ainda explorando a geometria da distribuição, reunimos todos os dados em projeções nos planos (x,y) e (x,z) . É imediatamente evidente que no plano (x,y) existe uma sobre-densidade muito acentuada, que parece seguir a orientação, formato e extensão esperados da barra, conforme ilustrado em Salerno (2013) e suas referências. Uma sobreposição das duas imagens torna esse fato ainda mais evidente (Fig. 4.5).

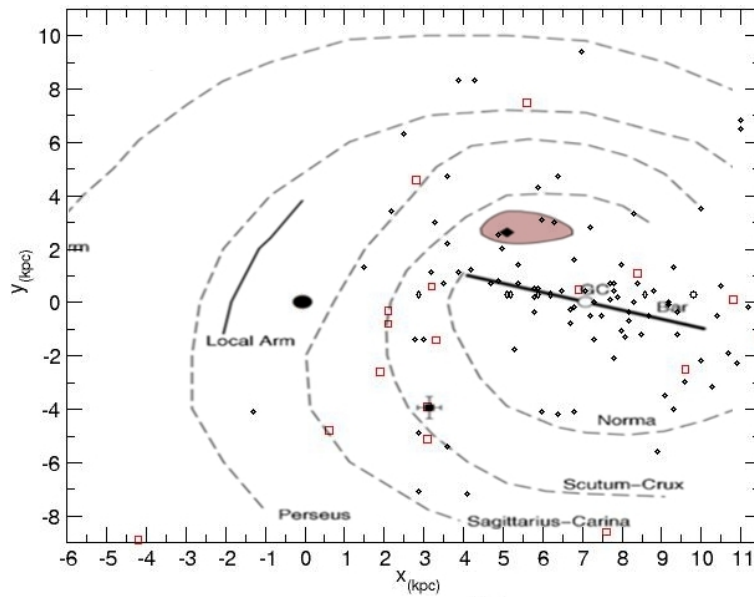


Fig. 4.5: *Superposição da projeção dos GCs em (x,y) com Fig.2 de Salerno (2013).*

Embora a literatura recente não reconheça provas concretas da detecção da porção da barra mais afastada do Sol, é notável que pela distribuição de GCs seu formato e orientação sejam sugestivos. Como o *Variables in the Via Lactea (VVV) Survey (VISTA)* demonstrou, é possível que nos próximos anos existam mais GCs detectados nessa região, de forma a traçar a barra de forma mais significativa.

4.2 Sub-Amostras Separadas Por Metalicidade

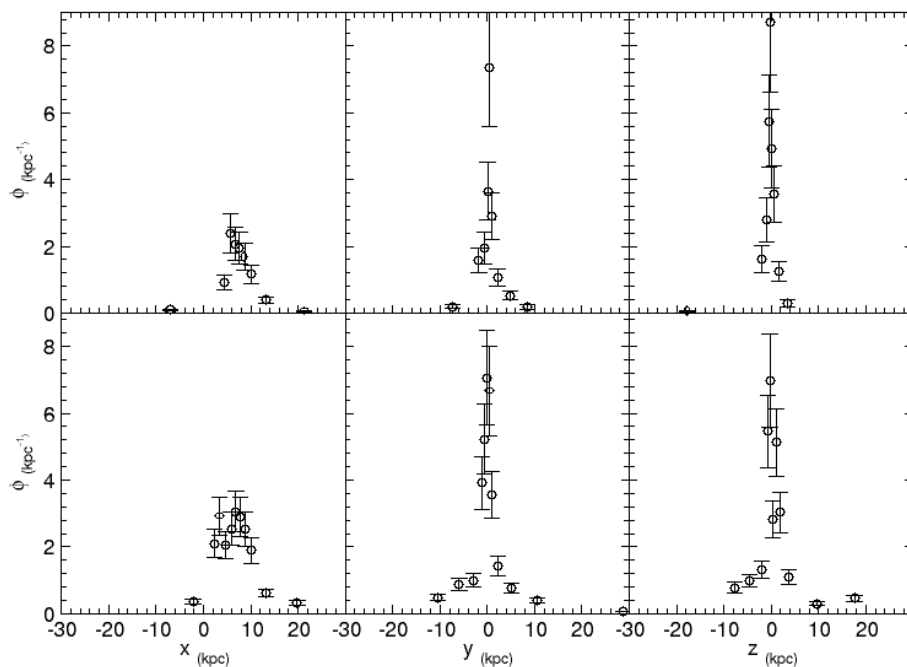


Fig. 4.6: *Distribuições das sub-amostras separadas em alta (painel superior) e baixa metalicidade (painel inferior).*

Notamos que a grande assimetria em torno de $x = 3$ kpc é acentuada somente na amostra de baixa metalicidade. Isso nos surpreendeu pois esperávamos que GCs mais velhos estivessem mais próximos de obedecer uma distribuição Gaussiana, de forma a evidenciar um cenário de colapso monolítico inicial, onde apenas mais tarde ocorreu acreção hierárquica de satélites.

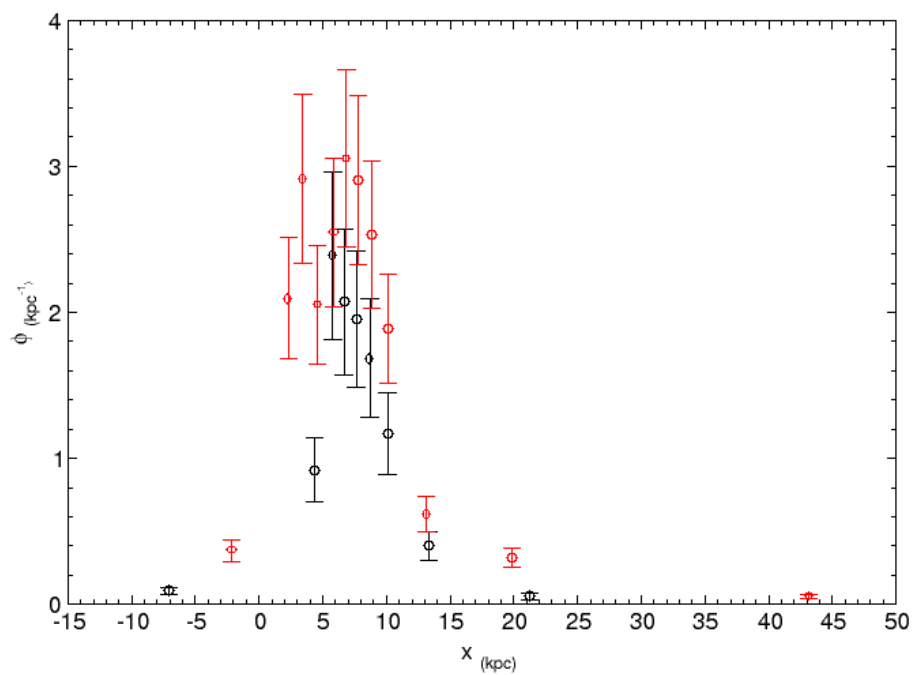


Fig. 4.7: Superposição das distribuições das sub-amostras separadas por metalicidade. A amostra de baixa metalicidade está representada em vermelho, e a de alta metalicidade em preto.

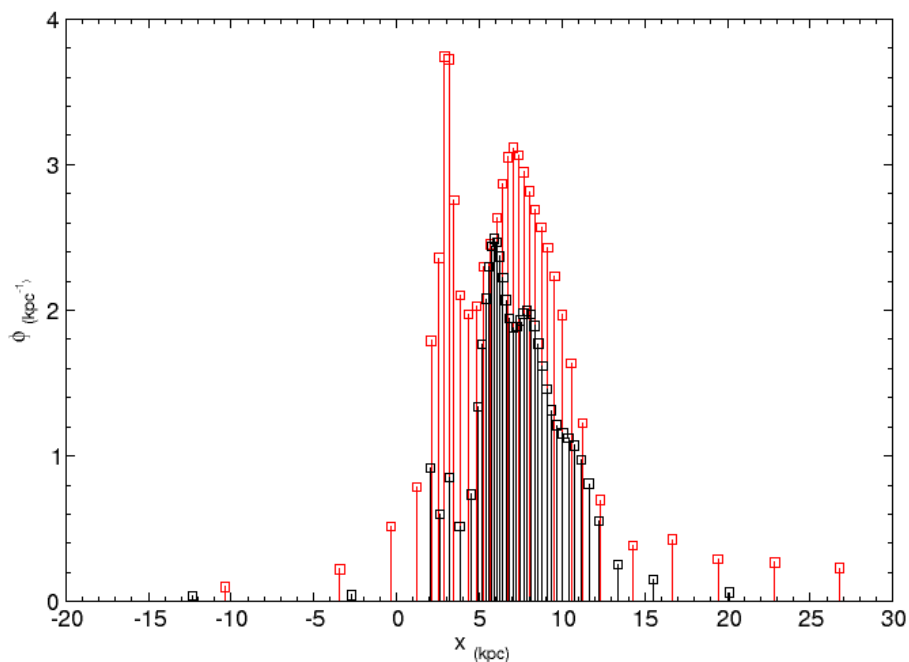


Fig. 4.8: *Superposição das distribuições das sub-amostras separadas por metalicidade, representada com linhas e mais bins, para melhor visualização das diferenças. A amostra de baixa metalicidade está representada em vermelho, e a de alta metalicidade em preto.*

As distribuições em y e z tem diferenças menos notáveis. É importante ressaltar que, devido a natureza de *bins* adaptativos do programa e a consideração de barras de erro, amostras de tamanho diferente terão diferenças aparentes. Outra característica interessante é que o centro da distribuição de baixa metalicidade não parece coincidir com o de alta metalicidade.

4.3 Sub-Amostra Sem GCs Jovens

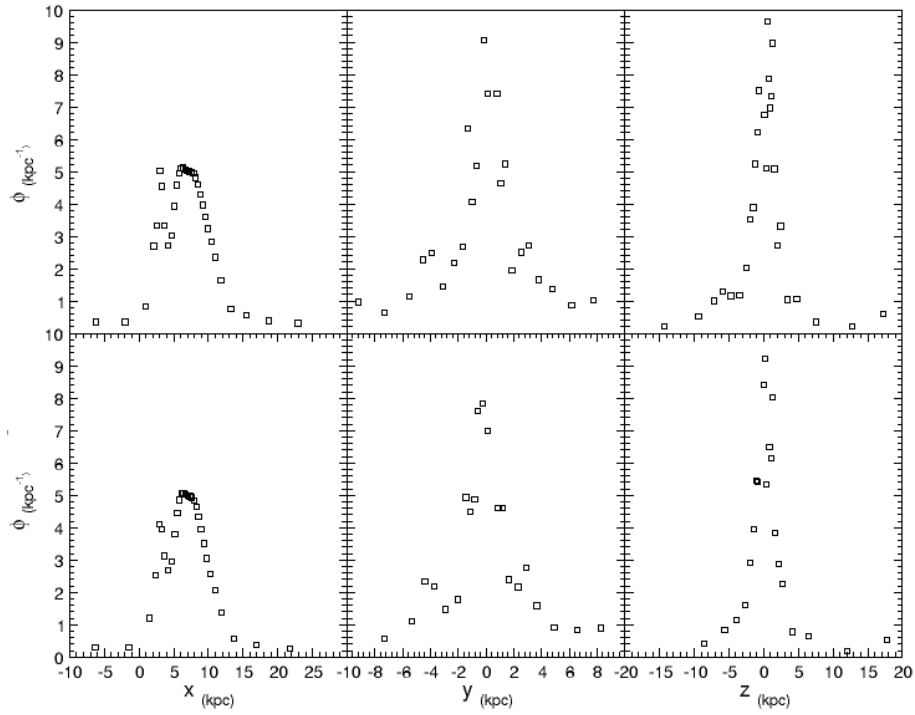


Fig. 4.9: *Distribuições da sub-amostra sem GCs jovens (painel inferior), comparada com as distribuições da amostra completa (painel superior).*

Talvez devido ao seu pequeno número (18 GCs) e grande dispersão espacial, os GCs considerados jovens não causam uma diferença significativa nas distribuições. É possível que as grandes assimetrias sejam causadas por eventos de acreção hierárquica antigos.

4.4 Sub-Amostra Sem Multipopulação Estelar

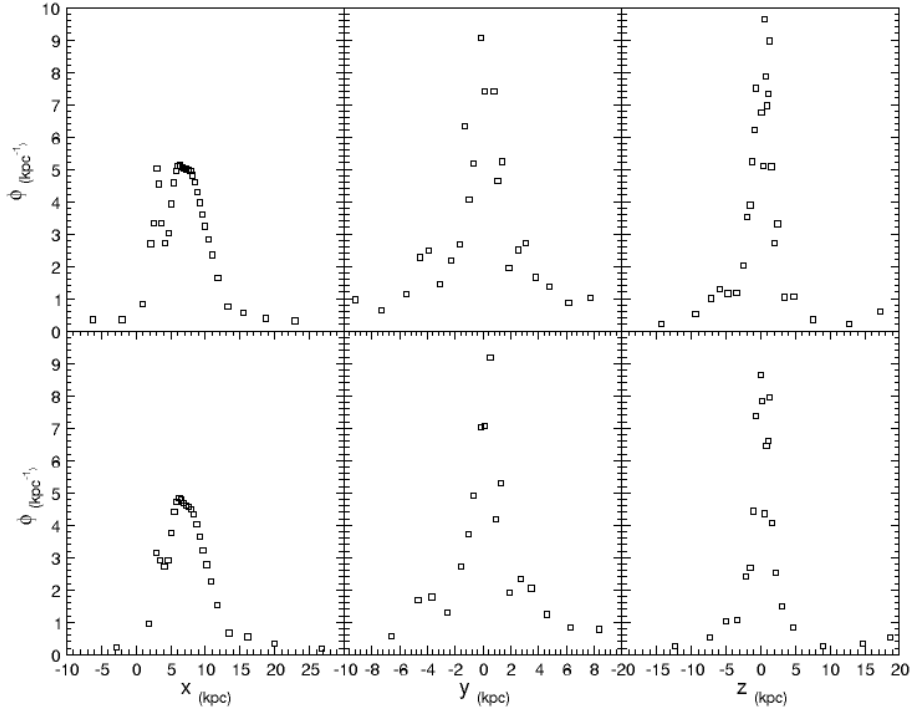


Fig. 4.10: *Distribuições da sub-amostra sem GCs com multipopulação estelar (painel inferior), comparada com as distribuições da amostra completa (painel superior).*

É notável que, com os dados disponíveis até o presente momento (Tab. A.1), o pico assimétrico em torno de $x = 3$ kpc diminui significativamente. Dos 22 GCs retirados da amostra por terem multipopulação, 6 possuem movimento retrógrado, e 9 encontram-se na região do pico. Contudo, ressaltamos que mais e mais trabalhos recentes defendem que a existência de multipopulação estelar é a regra e não a exceção. Se for esse o caso, no futuro fazer uma sub-amostra baseada nesse parâmetro fará sentido apenas se estejamos falando de GCs que comprovadamente apresentam uma única população, como é o caso de NGC 6864 (Kacharov & Koch 2013).

Também é necessário ressaltar que existe a possibilidade de que a maioria dos GCs com multipopulação encontram-se nessa faixa justamente por estarem mais próximos ao Sol e, conseqüentemente, serem de mais fácil detecção. Uma investigação em outras regiões da Galáxia e o estudo aprofundado de populações estelares de GCs mais distantes mostra-se essencial para que seja possível verificar se o fenômeno de multipopulação é comum ou se está espacialmente localizado.

4.5 Sub-Amostra Sem Movimento Retrógrado

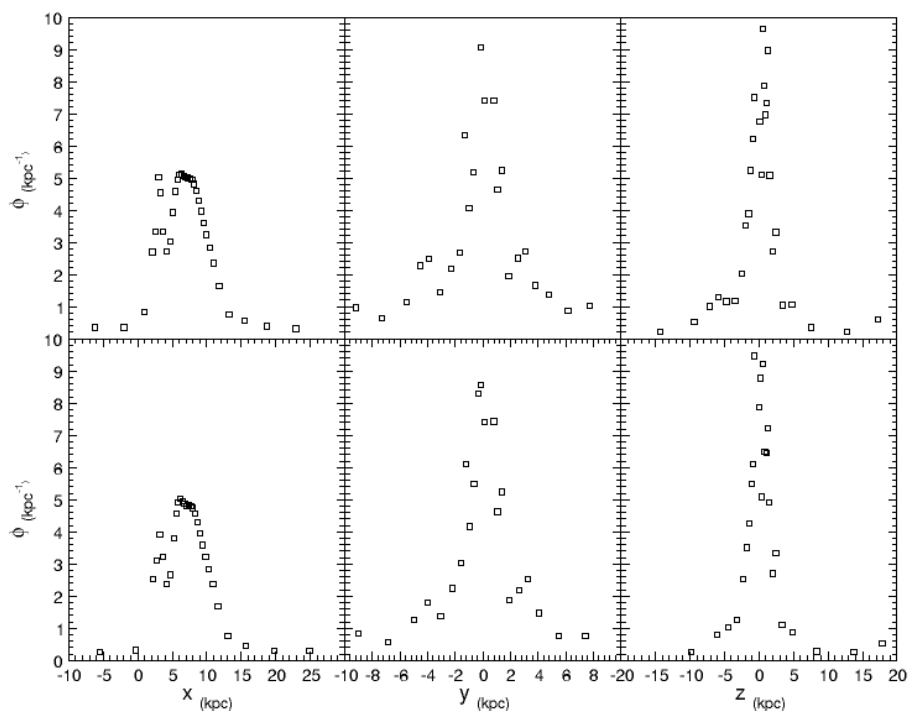


Fig. 4.11: Distribuições da sub-amostra sem GCs retrógrados (painel inferior), comparada com as distribuições da amostra completa (painel superior).

Os 15 GCs com movimento retrógrado não parecem ter grande impacto nas assimetrias da distribuição espacial em nenhuma coordenada, apesar dos picos em torno de $x = 3$ kpc e $y = -4$ kpc se tornarem menos acentuados. Uma identificação clara de quais GCs envolvidos nesses picos possuem movimentos retrógrados pode ser encontrada na Tab. 4.2.

4.6 Sub-Amostra Sem GCs Relacionados à DGN

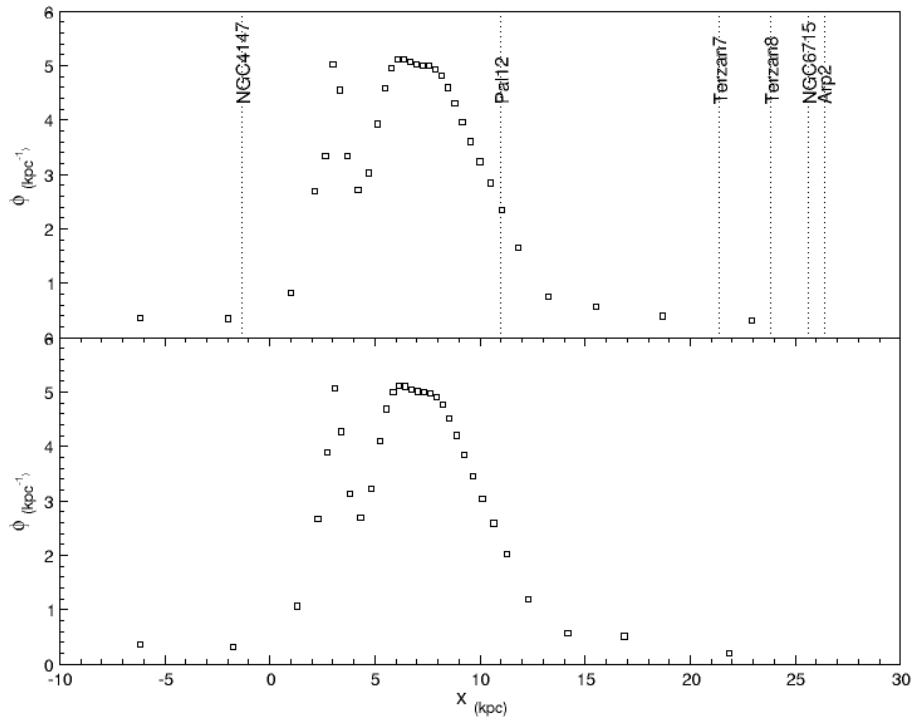


Fig. 4.12: Distribuição em x da sub-amostra sem GCs relacionados à Sagittarius (painel inferior), comparada com a distribuição da amostra completa (painel superior). A posição dos GCs retirados está indicada.

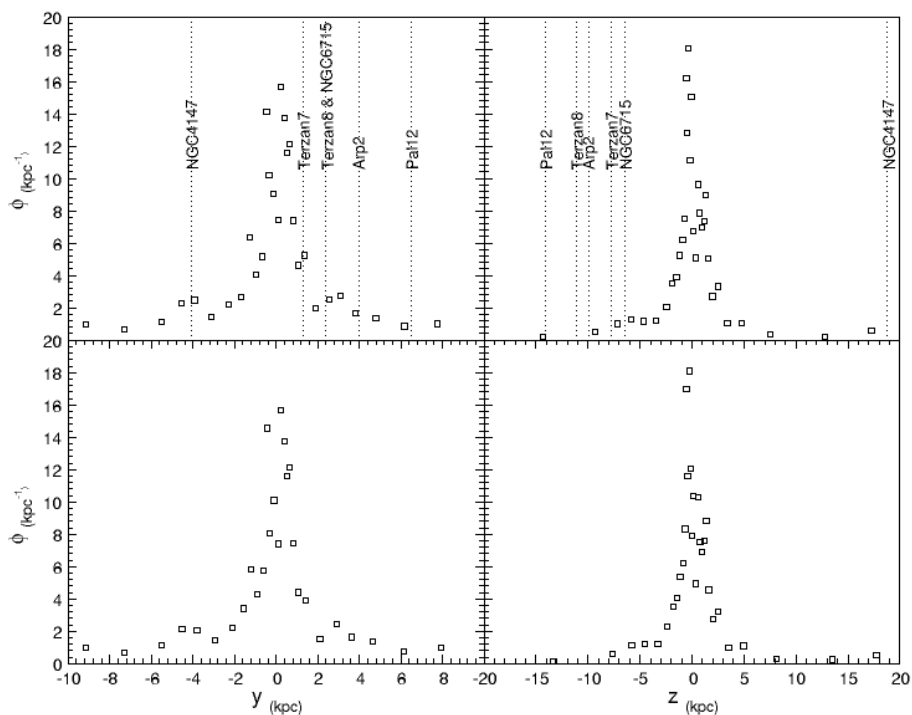


Fig. 4.13: *Distribuições em y e z da sub-amostra sem GCs relacionados à Sagittarius (painel inferior), comparadas com as distribuições da amostra completa (painel superior). A posição dos GCs retirados está indicada.*

Com a figura Fig.4.13, fica evidente que o pequeno número de GCs associados a Sagittarius não é suficiente para provocar uma mudança significativa na distribuição espacial. Um estudo dos fragmentos associados a Sagittarius, como aglomerados abertos e *streams*, poderia fornecer mais informação sobre a modificação que essa galáxia anã provocou na Galáxia. É possível que GCs nativos de Sagittarius tenham sido destruídos na acreção e, caso isso não tivesse ocorrido, poderiam ter algum impacto nos vales das distribuições, como em torno de $x = 5$ kpc.

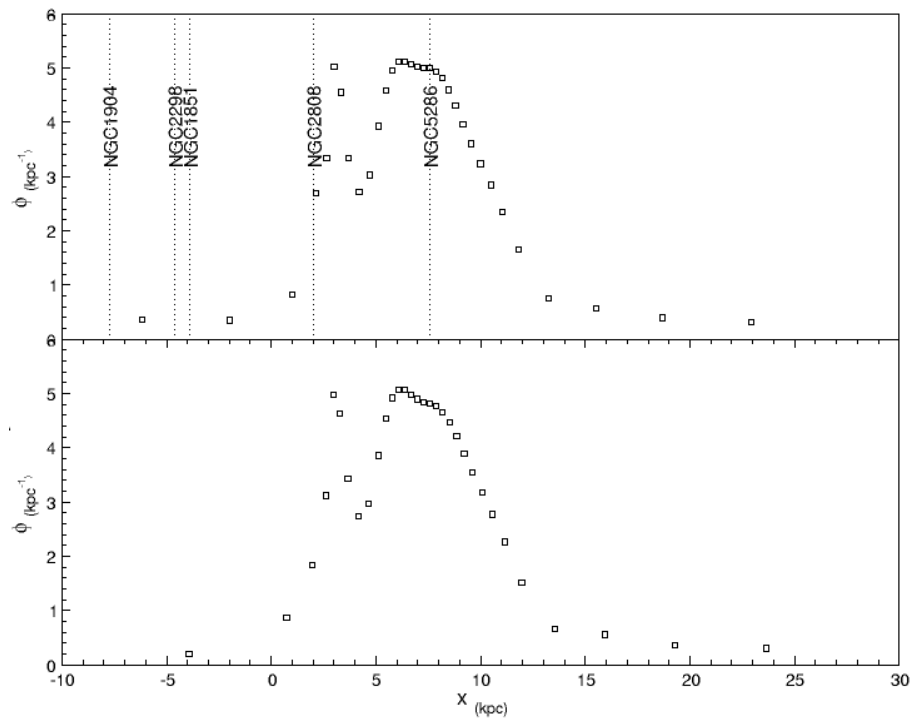


Fig. 4.14: Distribuição em x da sub-amostra sem GCs relacionados à Canis Major (painel inferior), comparada com a distribuição da amostra completa (painel superior). A posição dos GCs retirados está indicada.

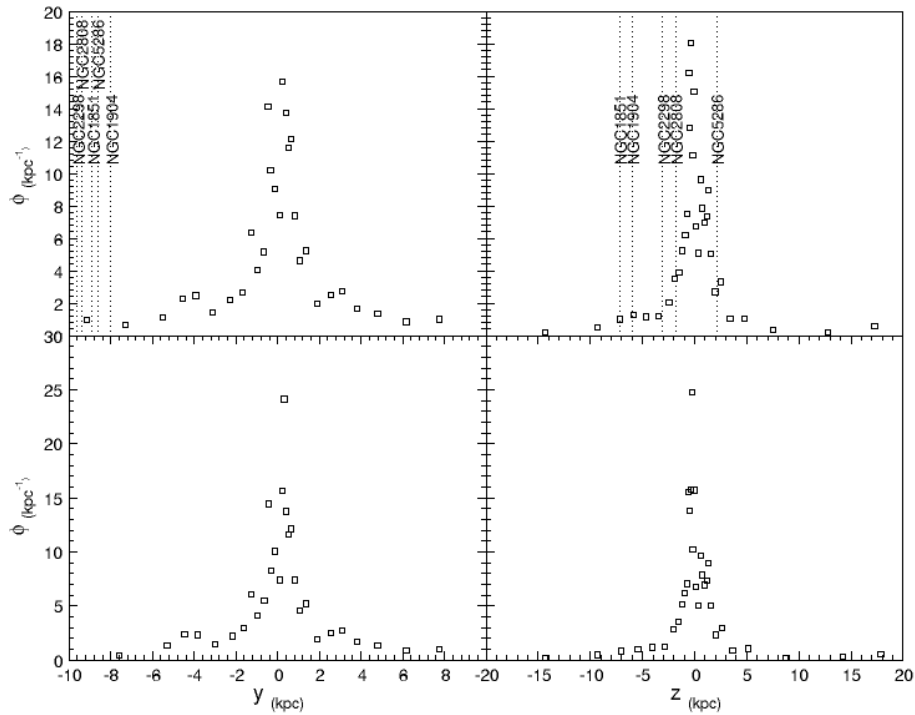


Fig. 4.15: *Distribuições em y e z da sub-amostra sem GCs relacionados à Canis Major (painel inferior), comparada com as distribuições da amostra completa (painel superior). A posição dos GCs retirados está indicada.*

Assim como o caso de Sagittarius, os poucos GCs reconhecidamente associados à Canis Major não modificam a distribuição espacial de forma significativa. O mesmo ocorre para aqueles relacionados à ω Centauri, tendo sido omitida a figura correspondente.

4.7 Sub-Amostra Sem GCs Especiais

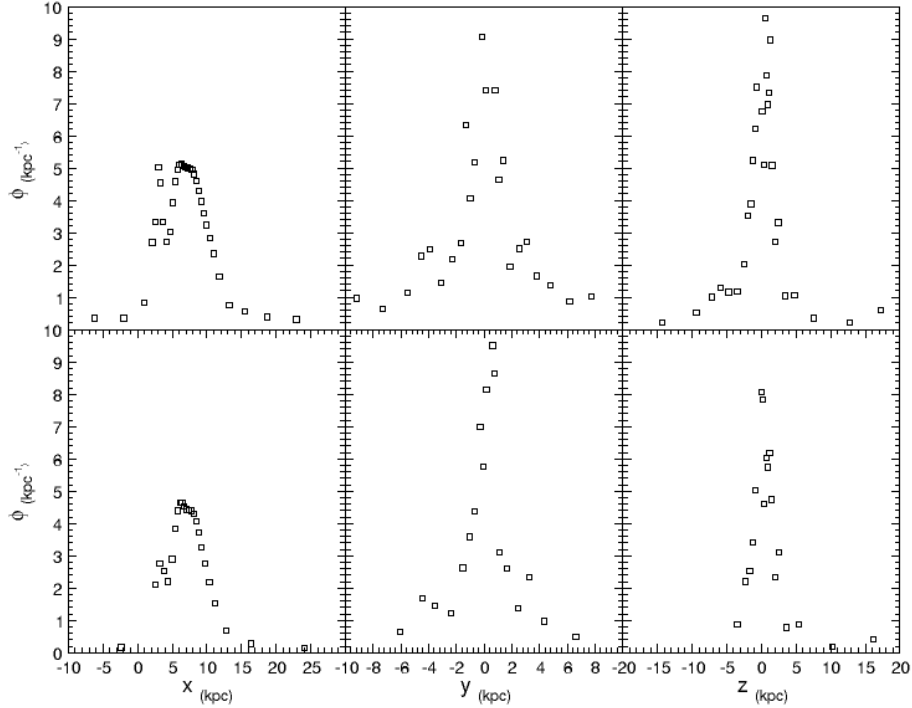


Fig. 4.16: *Distribuições da sub-amostra sem GCs especiais (painel inferior), comparada com as distribuições da amostra completa (painel superior).*

Com a remoção de todos GCs pertencentes a algum grupo, o pico em torno de $x = 3$ kpc é reduzido significativamente. A permanência de um vestígio dessa assimetria na sub-amostra pode indicar que mais GCs possuem características especiais ainda não detectadas. Uma questão que permanece em aberto é se eventos de acreção hierárquica foram numerosos e significativos o bastante desde os primórdios da Galáxia para que a distribuição de GCs seja inerentemente assimétrica. Também é possível que, com a descoberta de mais GCs, assim como o estudo dos já encontrados, essas assimetrias desapareçam.

4.8 GCs Da Região Atípica

Os GCs presentes no pico em torno de $x = 3$ kpc estão listados na tabela a seguir. A classificação feita por Bica et al. é utilizada na coluna Grupos.

CGs	Grupos*	MP*	$x_{(kpc)}$	$y_{(kpc)}$	$z_{(kpc)}$
NGC5272 (M3)			1.5	1.3	10
NGC104 (47Tuc)		Sim	1.9	-2.6	-3.1
NGC2808	C,Y	Sim	2	-9.2	-1.9
NGC6121 (M4)		Sim	2.1	-0.3	0.6
NGC6397		Sim	2.1	-0.8	-0.5
NGC6838 (M71)			2.2	3.4	-0.3
NGC6341 (M92)			2.5	6.3	4.7
NGC5024 (M53)			2.8	-1.4	17.6
NGC6205 (M13)	R	Sim	2.8	4.6	4.7
E3			2.9	-7.1	-2.6
NGC4372			2.9	-4.9	-1
NGC6544			2.9	0.3	-0.1
NGC5053			3	-1.4	17.1
NGC362	Y,R	Sim	3.1	-5.1	-6.2
NGC5139 (ω Cent)	DN,R	Sim	3.1	-3.9	1.3
NGC6366	Y		3.2	1.1	1
NGC6656 (M22)		Sim	3.2	0.6	-0.4
NGC5466			3.3	3	15.3
NGC6752		Sim	3.3	-1.4	-1.7
2MS-GC01			3.5	0.7	0
GLIMPSE01			3.6	2.2	0
NGC4833			3.6	-5.4	-0.9
Pal10			3.6	4.7	0.3
NGC6254 (M10)			3.9	1.1	1.7
NGC7078 (M15)			3.9	8.3	-4.8
NGC4590 (M68)			4.1	-7.2	6
NGC6218 (M12)			4.2	1.2	2.1
NGC6779 (M56)	R		4.3	8.3	1.4

Tab. 4.2: *Ver notas de Tab. A.1. GCs presentes na região atípica em torno de $x = 3$ kpc.

Seção 5

Discussão

Considerando a amostra completa, um ponto de interesse é o estudo dos motivos pelos quais o centro da Galáxia e o centro da distribuição de GCs poderiam não coincidir. A expectativa de uma grande simetria espacial provém da hipótese do colapso monolítico. Se a Galáxia foi construída ou significativamente modificada desde seus primórdios por acreção hierárquica de satélites, poderíamos encontrar distribuições espaciais bem mais diversas e assimétricas.

Os picos centrais extremamente acentuados em y e z são esperados devido à presença do centro da Galáxia. Contudo, o pico central em x é significativamente mais suave. Esse fato pode ser devido a dificuldades de detecção, pois estando o Sistema Solar no plano do disco, temos acesso no óptico extremamente restrito na direção x , que fica prejudicado pela poeira no disco e pela densidade de estrelas de campo no disco e bojo, para valores acima de 4 kpc, especialmente maiores que R_0 . Se essa hipótese estiver correta, as outras duas assimetrias em x se tornam ainda menos esperadas. Em torno de $x = 3$ kpc temos um pico bastante abrupto, mas se o pico central fosse de fato similar ao de y e z , a assimetria em questão não seria o pico, mas sim o abrupto vale que o segue em torno de $x = 5$ kpc.

A existência desse vale pode estar relacionada à taxa de destruição de GCs próximos ao bojo. Aguilar et al. (1988) estimam que GCs num raio de 2 kpc do centro da Galáxia, choques com o bojo são os principais responsáveis pela destruição de GCs, embora o valor da taxa em si seja fortemente dependente do modelo de formação Galáctica adotado. Aguilar et al. concluem que a maior parte dos GCs gerados nos primórdios da Galáxia já foram destruídos. É possível que vales simétricos também ocorram nas direções y e z , sendo menos evidentes devido ao grande pico central. Devido aos problemas de detecção já citados, não existem dados para verificar se o vale em x é único ou simetricamente duplo, de forma a produzir um anel. Outra possibilidade é a existência de uma casca: apresentando uma forma elipsóide, essa casca poderia produzir assimetrias nas distribuições em y e z mais próximas à região central do que em x . Assim, essas assimetrias seriam menos evidentes devido a sobredensidade da região central do bojo.

Recentemente, o *Variables in the Via Lactea (VVV) Survey (VISTA)* comprovou a pre-

sença de mais três GCs próximos ao bojo central: VVV CL001 (Minniti et al. 2011), VVV CL002, e VVV CL003 (Moni Bidin et al. 2011). Com essas descobertas, fica evidente que ainda podem existir muitos GCs além dos limites de detecção atuais, talvez até mesmo o bastante para eliminar as assimetrias mais acentuadas das distribuições espaciais. Moni Bidin et al. (2011) estimam que ao menos 10 novos objetos podem ter sua existência confirmada nas regiões próximas do bojo e disco. Esse número seria suficiente para eliminar o vale em x , porém é importante notar que um número muito maior de GCs seria necessário para tornar a distribuição em x similar às em y e z . Além disso, essa população não detectada provavelmente estaria no disco, já que GCs no halo, em geral, não sofrem tantos problemas de contaminação e poeira, sendo mais facilmente detectados.

Quanto às sub-amostras divididas por metalicidade, nota-se que o centro das distribuições não coincidem (ver Fig. 4.8). A distribuição de baixa metalicidade apresenta dois picos, um na região atípica em torno de $x = 3\text{kpc}$ e outro em torno de $x = 8\text{kpc}$, sendo esse último notoriamente mais próximo da faixa de valores recentes para R_o . Já a distribuição de alta metalicidade possui valor máximo em torno de $x = 6\text{kpc}$, sendo também mais estreita e localizada em x .

O pequeno impacto nas assimetrias causado pela retirada dos GCs jovens pode apontar que eventos de acreção hierárquica ocorrem desde épocas muito antigas. Outra possibilidade é que existem mais GCs jovens que ainda não foram descobertos ou classificados como tal. O problema da limitação de dados é especialmente relevante na sub-amostra sem GCs com multipopulação estelar. Conforme discutido na sessão 4.4, a literatura recente defende que multipopulação é uma característica usual dos GCs da Galáxia. Com isso, é fundamental que a verificação da presença de multipopulação se estenda ao maior número de GCs possível.

O pico de assimetria em torno de $x = 3\text{kpc}$ foi significativamente reduzido com a remoção de GCs especiais (pertencentes aos grupos definidos na Tab. A.1). Embora a remoção do pico tenha pequeno impacto no valor do parâmetro b da equação 4.1, e conseqüentemente na estimativa de R_o , é notável que ele seja causado principalmente por GCs “atípicos”.

Seção 6

Conclusões

Verificamos que, isoladamente, GCs atípicos não causam grandes mudanças nas distribuições espaciais. Contudo, quando reunidos, seu número é suficiente para reduzir o pico em torno de $x = 3$ kpc à apenas um vestígio de assimetria. Existe a possibilidade de que esses GCs não tenham sido formados via colapso monolítico da nuvem primordial que originou a Galáxia, mas sim por algum outro mecanismo. Também é possível que façam parte de um anel ou casca ainda não detectado devido à contaminação e poeira das regiões centrais da Galáxia.

Mesmo com o pico de assimetria em x removido, o centro da distribuição permanece indicando uma estimativa de R_o abaixo da faixa de valores recentes. É importante notar que, considerando apenas GCs classificados como de baixa metalicidade, temos o máximo da distribuição em torno de $x = 8$ kpc, um valor que pode ser considerado coerente com o restante da literatura atual. A inconsistência das previsões de R_o nas amostras divididas por metalicidade pode indicar que os GCs de alta metalicidade estão espacialmente localizados mais próximos ao Sol. Contudo, é mais provável que essa diferença indique a existência de mais GCs de alta metalicidade ocultos pelo bojo, uma possibilidade fortemente reforçada pelo VVV, conforme comentado por Moni Bidin et al. (2011). Também é importante notar que a distribuição de alta metalicidade apresenta uma queda muito abrupta para valores menores do que $x = 6$ kpc, coincidindo com o pico da distribuição de baixa metalicidade (Fig. 4.8).

Com a detecção de novos GCs, além de um estudo mais aprofundado das populações estelares e metalicidade dos já conhecidos, a sua distribuição espacial poderá fornecer ainda mais informações sobre a formação da Galáxia, assim como sobre sua estrutura atual. Além de auxiliar na elaboração de modelos de formação Galáctica, GCs também apresentam mais um método de determinação de R_o e, com isso, de diversas constantes de grande importância para a astronomia e astrofísica.

Esse trabalho foi realizado com o auxílio do NASA Astrophysics Data System.

Referências

- Aguilar, L., Hut, P. & Ostriker J. P. 1988, *ApJ*, 335, 720
- Barbuy, B., Clariá, J., Rejkuba, M., Emerson, J. & Moni Bidin, C. 2011, *A&A*, 527, 81
- Bekki, K. & Freeman, K. C. 2003, *MNRAS*, 346, 11
- Bekki, K. & Yong, D. 2013, *MNRAS*, 419, 2063
- Bellazzini, M., Ibata, R., Martin, N., Lewis, G. F., Conn, B. & Irwin, M. J. 2006, *MNRAS*, 366, 865
- Bellini, A., Piotto, G., Bedin, L. R., King, I. R., Anderson, J., Milone, A. P. & Momany, Y. 2009, *A&A*, 507, 1393
- Belokurov, V., Walker, M. G., Evans, N. W., Gilmore, G., Irwin, M. J., Just, D., Koposov, S., Mateo, M., Olszewski, E., Watkins, L. & Wyrzykowski, L. 2012, *ApJ*, 712, 103
- Mateo, M., Olszewski, E., Watkins, L. & Wyrzykowski, L. 2012, *ApJ*, 712, 103
- Bica, E., Bonatto, C., Barbuy, B. & Ortolani, S. 2006, *A&A*, 450, 105
- Bragaglia, A., Carretta, E., Gratton, R., D’Orazi, V., Lucatello, S. & Sneden, C. 2013, *MmSAI*, 84, 24
- Brodie, J. P., Usher, C., Conroy, C., Strader, J., Arnold, J. A., Forbes, D. A., Romanowsky, A. J. 2012, *ApJ*, 759, 33
- Carretta, E. 2013, *A&A*, 557, 128
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R., D’Orazi, V. & Lucatello, S. 2009, *A&A*, 508, 695
- Carretta, E., Gratton, R. G., Bragaglia, A., D’Orazi, V. & Lucatello, S. 2013, *A&A*, 550, 34

- Cohen, J. G. & Kirby, E. N. 2012, *ApJ*, 760, 86
- Conroy, C. & Spergel, D. N. 2011, *ApJ*, 726, 36
- D'Antona, F., Ventura, P., Caloi, V., D'Ercole, A., Vesperini, E., Carini, R. & Di Criscienzo, M. 2010, *ApJ*, 715, 63
- di Criscienzo, M., D'Antona, F., Milone, A. P., Ventura, P., Caloi, V., Carini, R., D'Ercole, A., Vesperini, E. & Piotto, G. 2011, *MNRAS*, 414, 3381
- D'Orazi, V., Lucatello, S., Lugaro, M., Gratton, R. G., Angelou, G., Bragaglia, A., Carretta, E., Alves-Brito, A., Ivans, I. I., Masseron, T. & Mucciarelli, A. 2013, *ApJ*, 763, 22
- Eggen, O.J., Lynden-Bell, D. & Sandage, A.R. 1962, *ApJ*, 136, 748
- Foster, T. & Cooper, B. 2010, *ASPC*, 438, 16
- Gnedin, O. Y., Zhao, H., Pringle, J. E., Fall, S. M., Livio, M. & Meylan, G. 2002, *ApJ*, 586, 23
- Gratton, R. G., Carretta, E. & Bragaglia, A. 2012, *A&ARv*, 20, 50
- Ibata, R.A., Irwin, M.J. & Gilmore, G. 1994, *Nature*, 370, 194
- Ibata, R.A., Wyse, R.F.G., Gilmore, G., Irwin, M.J. & Suntzeff, N.B. 1997, *AJ*, 113, 634
- James, G., François, P., Bonifacio, P., Carretta, E., Gratton, R. G. & Spite, F. 2004, *A&A*, 427, 825
- Joo, S. J. & Lee, Y. W. 2013, *ApJ*, 762, 36
- Kacharov, N. & Koch, A. 2013, *MmSAI*, 84, 224
- Kacharov, N., Koch, A. & McWilliam, A. 2013, *A&A*, 554, 81
- Kravtsov, V., Alcaíno, G., Marconi, G. & Alvarado, F. 2011, *A&A*, 527, 9
- Lopez-Corredoira, M., Moitinho, A., Zaggia, S., Momany, Y., Carraro, G., Hammersley, P. L., Cabrera-Lavers, A. & Vazquez, R. A. 2012, *arXiv* 1207.2749L
- Malkin, Z. M. 2013, *ARep*, 57, 128
- Marino, A. F., Milone, A. P., Piotto, G., Cassisi, S., D'Antona, F., Anderson, J., Aparicio, A., Bedin, L. R., Renzini, A. & Villanova, S. 2012, *ApJ*, 746, 14

- Marino, A. F., Milone, A. P., Sneden, C., Bergemann, M., Kraft, R. P., Wallerstein, G., Cassisi, S., Aparicio, A., Asplund, M., Bedin, R. L., Hilker, M., Lind, K., Momany, Y., Piotto, G., Roederer, I. U., Stetson, P. B. & Zoccali, M. 2012, *A&A*, 541, 15
- Marino, A. F., Sneden, C., Kraft, R. P., Wallerstein, G., Norris, J. E., da Costa, G., Milone, A. P., Ivans, I. I., Gonzalez, G., Fulbright, J. P., Hilker, M., Piotto, G., Zoccali, M. & Stetson, P. B. 2011, *A&A*, 532, 8
- Mauro, F., Moni Bidin, C., Cohen, R., Geisler, D., Minniti, D., Catelan, M., Chené, A. N. & Villanova, S. 2012, *ApJ*, 761, 29
- Milone, A. P. 2012, arXiv 1211.0685M
- Milone, A. P., Marino, A. F., Piotto, G., Bedin, L. R., Anderson, J., Aparicio, A., Cassisi, S. & Rich, R. M. 2012, *ApJ*, 745, 27
- Milone, A. P., Piotto, G., Bedin, L. R., King, I. R., Anderson, J., Marino, A. F., Bellini, A., Gratton, R., Renzini, A., Stetson, P. B., Cassisi, S., Aparicio, A., Bragaglia, A., Carretta, E., D'Antona, F., Di Criscienzo, M., Lucatello, S., Monelli, M. & Pietrinferni, A. 2013, *ApJ*, 744, 58
- Milone, A. P., Piotto, G., Bedin, L. R., Marino, A. F., Momany, Y. & Villanova, S. 2012, *MSAIS*, 19, 173
- Minniti, D., Hempel, M., Toledo, I., Ivanov, V. D., Alonso-García, J., Saito, R. K., Catelan, M., Geisler, D., Jordán, A., Borissova, J., Zoccali, M., Kurtev, R., Carraro, G., Barbuy, B., Clariá, J., Rejkuba, M., Emerson, J. Moni Bidin, C. 2011, *AA*, 527, 81
- Mizutani, A., Chiba, M. & Sakamoto, T. 2003, *ApJ*, 589, 89
- Monelli, M., Milone, A. P., Stetson, P. B., Marino, A. F., Cassisi, S., del Pino Molina, A., Salaris, M., Aparicio, A., Asplund, M., Grundahl, F., Piotto, G., Weiss, A., Carrera, R., Cebrián, M., Murabito, S., Pietrinferni, A. & Sbordone, L. 2013, *MNRAS*, 431, 2126
- Moni Bidin, C., Mauro, F., Geisler, D., Minniti, D., Catelan, M., Hempel, M., Valenti, E., Valcarce, A. A. R., Alonso-García, J., Borissova, J., Carraro, G., Lucas, P., Chené, A. N., Zoccali, M. & Kurtev, R. G. 2011, *A&A*, 535, 33
- Muñoz, R. R., Geha, M., Côté, P., Vargas, L. C., Santana, F. A., Stetson, P., Simon, J. D. & Djorgovski, S. G. 2012, *ApJ*, 753, 15

- Muñoz, C.; Geisler, D.; Villanova, S. 2013, MNRAS, 433, 2006
- Newberg, H. J., Yanny, B., Rockosi, C., Grebel, E. K., Rix, H. W., Brinkmann, J., Csabai, I., Hennessy, G., Hindsley, R. B., Ibata, R., Ivezić, Z., Lamb, D., Nash, E. T., Odenkirchen, M., Rave, H. A., Schneider, D. P., Smith, J. A., Stolte, A. & York, D. G. 2002, ApJ, 569, 245
- Newberg, H. J., Yanny, B. & Willett, B. A. 2009, ApJ, 700, 61
- Pancino, E., Seleznev, A., Ferraro, F. R., Bellazzini, M. & Piotto, G. 2003, MNRAS, 345, 683
- Piotto, G. 2010, PKAS, 25, 91
- Piotto, G., Milone, A. P., Anderson, J., Bedin, L. R., Bellini, A., Cassisi, S., Marino, A. F., Aparicio, A. & Nascimbeni, V. 2012, ApJ, 760, 39
- Piotto, G., Milone, A. P., Marino, A. F., Bedin, L. R., Anderson, J., Jerjen, H., Bellini, A. & Cassisi, S. 2013, ApJ, 775, 15
- Reid, M.J. 1993, ARA&A, 31, 345
- Salerno, Gustavo Malta. *“Pode ω Centauri induzir formação estelar no disco Galáctico?”*. Porto Alegre: UFRGS, 2013. Dissertação (Mestrado em Física), Instituto de Física, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Porto Alegre, 2013.
- Salerno, G. M., Bica, E., Bonatto, C., Rodrigues, I. 2009, AA, 498, 419
- Searle, L. & Zinn, R. 1978, ApJ, 225, 357
- Sippel, A. C. & Hurley, J. R. 2013, MNRAS, 430, 30
- Sollima, A., Ferraro, F. R., Pancino, E. & Bellazzini, M. 2005, MNRAS, 357, 265
- Strader, J., Brodie, J. P., Spitler, L. & Beasley, M. A. 2006, AJ, 132, 2333
- Turner, David G. 2013, arXiv 1310.0044T
- Valcarce, A. A. R. & Catelan, M. 2011, A&A, 533, 120
- Villanova, S., Piotto, G., King, I. R., Anderson, J., Bedin, L. R., Gratton, R. G., Cassisi, S., Momany, Y., Bellini, A., Cool, A. M., Recio-Blanco, A. & Renzini, A. 2007, ApJ, 663, 296
- Wylie-de Boer, E., Freeman, K. & Williams, M. 2010, AJ, 139, 636

- Yoon, S. J., Joo, S. J., Ree, C. H., Han, S. I., Kim, D. G. & Lee, Y. W. 2008, ApJ, 667, 1080
- Zinn, R. 1980, ApJ, 241, 602

Apêndice A

Apêndice

A.1 Amostra Completa

GCs	Grupos*	$x_{(kpc)}$	$y_{(kpc)}$	$z_{(kpc)}$	[Fe/H]	E(B-V)	MP**
1636-283		8	-1.1	1.7	-1.50	0.46	
2MS-GC01		3.5	0.7	0		6.8	
2MS-GC02		4.9	0.8	-0.1	-1.08	5.16	
AM1		-16.5	-80.1	-92.3	-1.70	0.00	
AM4	UF	20.7	-17.2	17.8	-1.30	0.05	
Arp2	S,Y	26.4	4	-10.2	-1.75	0.10	
BH176	Y	16.1	-9.9	1.4	0.00	0.54	
BH261		6.5	0.4	-0.6	-1.30	0.36	
Djorg1		13.6	-0.8	-0.6	-1.51	1.58	
Djorg2		6.2	0.3	-0.3	-0.65	0.94	
E3		2.9	-7.1	-2.6	-0.83	0.30	
Eridanus	Y	-53.2	-41.7	-59.5	-1.43	0.02	
ESO-SC06		20.4	-4.7	-4.7	-1.80	0.07	
FSR1735		9.1	-3.5	-0.3		1.42	
GLIMPSE01		3.6	2.2	0		4.85	
GLIMPSE02		5.4	1.4	-0.1	-0.33	7.85	
HP1 (BH229)		8.2	-0.4	0.3	-1.00	1.12	
IC1257		23.2	6.9	6.5	-1.70	0.73	
IC1276 (Pal7)		5	2	0.5	-0.75	1.08	
IC4499	Y	10.7	-14	-6.6	-1.53	0.23	
Kosopov1	UF	-2.5	-15.7	45.6		0.01	
Kosopov2	UF	-30.2	-8.2	15		0.08	
Liller1		8.2	-0.7	0	-0.33	3.07	

Continua na próxima página.

Tabela A.1 – continuação da página anterior.

GCs	Grupos*	$x_{(kpc)}$	$y_{(kpc)}$	$z_{(kpc)}$	[Fe/H]	E(B-V)	MP**
Lynga7 (BH184)		6.8	-4.1	-0.4	-1.01	0.73	
NGC 6553		5.9	0.5	-0.3	-0.18	0.63	
NGC104 (47Tuc)		1.9	-2.6	-3.1	-0.72	0.04	Sim
NGC1261	Y	0.1	-10	-12.9	-1.27	0.01	Sim
NGC1851	Y,C,R	-4.2	-8.9	-6.9	-1.18	0.02	Sim
NGC1904 (M79)	C	-7.7	-8.3	-6.3	-1.60	0.01	
NGC2298	C	-4.3	-9.4	-3	-1.92	0.14	
NGC2419	DN	-74.7	-0.5	35.2	-2.15	0.08	Sim
NGC2808	C,Y	2	-9.2	-1.9	-1.14	0.22	Sim
NGC288	R	-0.1	0	-8.9	-1.32	0.03	Sim
NGC3201	R	0.6	-4.8	0.7	-1.59	0.24	Sim
NGC362	Y,R	3.1	-5.1	-6.2	-1.26	0.05	Sim
NGC4147	R,ST	-1.3	-4.1	18.8	-1.80	0.02	
NGC4372		2.9	-4.9	-1	-2.17	0.39	
NGC4590 (M68)		4.1	-7.2	6	-2.23	0.05	
NGC4833		3.6	-5.4	-0.9	-1.85	0.32	
NGC5024 (M53)		2.8	-1.4	17.6	-2.10	0.02	
NGC5053		3	-1.4	17.1	-2.27	0.01	
NGC5139 (ω Cent)	DN,R	3.1	-3.9	1.3	-1.53	0.12	Sim
NGC5272		1.5	1.3	10	-1.50	0.01	
NGC5286	CT	7.6	-8.6	2.1	-1.69	0.24	Sim
NGC5466		3.3	3	15.3	-1.98	0.00	
NGC5634		15.7	-5	19.1	-1.88	0.05	
NGC5694		26.4	-14.6	17.7	-1.98	0.09	
NGC5824		26.4	-13.7	12.1	-1.91	0.13	
NGC5897		10.3	-3.2	6.3	-1.90	0.09	
NGC5904 (M5)		5.1	0.3	5.5	-1.29	0.03	
NGC5927		6.4	-4.2	0.7	-0.49	0.45	
NGC5946		8.9	-5.6	0.8	-1.29	0.54	
NGC5986		9.3	-4	2.4	-1.59	0.28	
NGC6093 (M80)		9.4	-1.2	3.3	-1.75	0.18	
NGC6101		11	-10	-4.2	-1.98	0.05	
NGC6121 (M4)		2.1	-0.3	0.6	-1.16	0.35	Sim
NGC6139		9.6	-3	1.2	-1.65	0.75	

Continua na próxima página.

Tabela A.1 – continuação da página anterior.

GCs	Grupos*	$x_{(kpc)}$	$y_{(kpc)}$	$z_{(kpc)}$	[Fe/H]	E(B-V)	MP**
NGC6144		8.5	-1.2	2.4	-1.76	0.36	
NGC6171 (M107)		5.9	0.3	2.5	-1.02	0.33	
NGC6205 (M13)	R	2.8	4.6	4.7	-1.53	0.02	Sim
NGC6218 (M12)		4.2	1.2	2.1	-1.37	0.19	
NGC6229		6.5	22.3	19.7	-1.47	0.01	
NGC6235		11.2	-0.2	2.7	-1.28	0.31	
NGC6254 (M10)		3.9	1.1	1.7	-1.56	0.28	
NGC6256		10	-2.2	0.6	-1.02	1.09	
NGC6266 (M62)		6.7	-0.8	0.9	-1.18	0.47	
NGC6273 (M19)		8.7	-0.5	1.4	-1.74	0.38	
NGC6284		15	-0.4	2.6	-1.26	0.28	
NGC6287		9.2	0	1.8	-2.10	0.60	
NGC6293		9.4	-0.4	1.3	-1.99	0.36	
NGC6304		5.8	-0.4	0.6	-0.45	0.54	
NGC6316		10.4	-0.5	1	-0.45	0.54	
NGC6325		7.7	0.1	1.1	-1.25	0.91	
NGC6333 (M9)		7.7	0.7	1.5	-1.77	0.38	
NGC6341 (M92)		2.5	6.3	4.7	-2.31	0.02	
NGC6342		8.4	0.7	1.4	-0.55	0.46	
NGC6352	Y	5.3	-1.8	-0.7	-0.64	0.22	
NGC6355		9.2	-0.1	0.9	-1.37	0.77	
NGC6356		14.7	1.7	2.7	-0.40	0.28	
NGC6362		6	-4.1	-2.3	-0.99	0.09	
NGC6366	Y	3.2	1.1	1	-0.59	0.71	
NGC6380 (Ton1)		10.7	-1.9	-0.6	-0.75	1.17	
NGC6388		9.6	-2.5	-1.2	-0.55	0.37	Sim
NGC6397		2.1	-0.8	-0.5	-2.02	0.18	Sim
NGC6401		10.5	0.6	0.7	-1.02	0.72	
NGC6402 (M14)		8.3	3.3	2.4	-1.28	0.60	
NGC6426		17.4	9.3	5.8	-2.15	0.36	
NGC6440		8.4	1.1	0.6	-0.36	1.07	Sim
NGC6441		11.5	-1.3	-1	-0.46	0.47	Sim
NGC6453		11.5	-0.9	-0.8	-1.50	0.64	
NGC6496		10.9	-2.3	-2	-0.46	0.15	

Continua na próxima página.

Tabela A.1 – continuação da página anterior.

GCs	Grupos*	$x_{(kpc)}$	$y_{(kpc)}$	$z_{(kpc)}$	[Fe/H]	E(B-V)	MP**
NGC6517		10	3.5	1.3	-1.23	1.08	
NGC6522		7.7	0.1	-0.5	-1.34	0.48	
NGC6528		7.9	0.2	-0.6	-0.11	0.54	
NGC6535		6	3.1	1.2	-1.79	0.34	
NGC6539		7.2	2.8	0.9	-0.63	1.02	
NGC6540 (Djorg3)		5.2	0.3	-0.3	-1.35	0.66	
NGC6541		7.3	-1.4	-1.5	-1.81	0.14	
NGC6544		2.9	0.3	-0.1	-1.40	0.76	
NGC6558		7.3	0	-0.8	-1.32	0.44	
NGC6569		10.8	0.1	-1.3	-0.76	0.53	Sim
NGC6584		12.3	-4	-3.8	-1.50	0.10	
NGC6624		7.8	0.4	-1.1	-0.44	0.28	
NGC6626 (M28)		5.4	0.7	-0.5	-1.32	0.40	
NGC6637 (M69)		8.6	0.3	-1.6	-0.64	0.18	
NGC6638		9.3	1.3	-1.2	-0.95	0.41	
NGC6642		8	1.4	-0.9	-1.26	0.40	
NGC6652		9.8	0.3	-2	-0.81	0.09	
NGC6656 (M22)		3.2	0.6	-0.4	-1.70	0.34	Sim
NGC6681 (M70)		8.8	0.4	-2	-1.62	0.07	
NGC6712		6.3	3	-0.5	-1.02	0.45	
NGC6715 (M54)	DN,S	25.6	2.5	-6.5	-1.49	0.15	Sim
NGC6717 (Pal9)		6.8	1.6	-1.3	-1.26	0.22	
NGC6723		8.3	0	-2.6	-1.10	0.05	
NGC6749		6.4	4.7	-0.3	-1.60	1.50	
NGC6752		3.3	-1.4	-1.7	-1.54	0.04	Sim
NGC6760		5.9	4.3	-0.5	-0.40	0.77	
NGC6779 (M56)	R	4.3	8.3	1.4	-1.98	0.26	
NGC6809 (M55)		4.9	0.8	-2.1	-1.94	0.08	
NGC6838 (M71)		2.2	3.4	-0.3	-0.78	0.25	
NGC6864 (M75)	R	17.6	6.5	-9.1	-1.29	0.16	Não
NGC6934	R,Y	9.1	11.7	-5.1	-1.47	0.10	
NGC6981 (M72)	R	11.7	8.3	-9.2	-1.42	0.05	
NGC7006	R	17.2	34.8	-13.7	-1.52	0.05	
NGC7078 (M15)		3.9	8.3	-4.8	-2.37	0.1	

Continua na próxima página.

Tabela A.1 – continuação da página anterior.

GCs	Grupos*	$x_{(kpc)}$	$y_{(kpc)}$	$z_{(kpc)}$	[Fe/H]	E(B-V)	MP**
NGC7089 (M2)		5.6	7.5	-6.7	-1.65	0.06	Sim
NGC7099 (M30)	R	4.9	2.5	-5.9	-2.27	0.03	
NGC7492	R	7	9.4	-23.5	-1.78	0	
Pal1	UF	-6.8	8.1	3.6	-0.65	0.15	
Pal10		3.6	4.7	0.3	-0.10	1.66	
Pal11		11	6.8	-3.6	-0.40	0.35	
Pal12	Y,ST	11	6.5	-14.1	-0.85	0.02	
Pal13	R,UF	1	19.1	-17.6	-1.88	0.05	
Pal14		49.7	27.3	51.4	-1.62	0.04	
Pal15		38.9	13.3	18.6	-2.07	0.40	
Pal2		-26.4	4.4	-4.3	-1.42	1.24	
Pal3	Y	-34.3	-59.7	61.7	-1.63	0.04	
Pal4	Y	-31.4	-12.9	103.2	-1.41	0.01	
Pal5	Y	16.2	0.2	16.7	-1.41	0.03	
Pal6		5.8	0.2	0.2	-0.91	1.46	
Pal8		12.3	3.1	-1.5	-0.37	0.32	
Pyxis		-5.9	-38.7	4.8	-1.20	0.21	
Rup106	Y	10.7	-17.8	4.3	-1.68	0.20	
Terzan1 (HP2)		6.7	-0.3	0.1	-1.03	1.99	
Terzan10		5.8	0.5	-0.2	-1.00	2.40	
Terzan12		4.7	0.7	-0.2	-0.50	2.06	
Terzan2 (HP3)		7.5	-0.5	0.3	-0.69	1.87	
Terzan3		7.8	-2.1	1.3	-0.74	0.73	
Terzan4 (HP4)		7.2	-0.5	0.2	-1.41	2.00	
Terzan5 (Terzan11)		6.9	0.5	0.2	-0.23	2.28	Sim
Terzan6 (HP5)		6.8	-0.2	-0.3	-0.56	2.35	
Terzan7	S,Y	21.4	1.3	-7.8	-0.32	0.07	
Terzan8	S	23.8	2.4	-10.9	-2.16	0.12	
Terzan9		7.1	0.4	-0.2	-1.05	1.76	
Ton2 (Pismis26)		8.1	-1.3	-0.5	-0.70	1.24	
UKS1		7.8	0.7	0.1	-0.64	3.14	
Whiting1	Y,UF	-13.9	4.7	-26.3	-0.70	0.03	
Munoz 1	UF	-8.37	30.41	32.09	-1.5	0.02	
NGC6553		5.9	0.5	-0.3	-0.18	0.63	

Continua na próxima página.

Tabela A.1 – continuação da página anterior.

GCs	Grupos*	$x_{(kpc)}$	$y_{(kpc)}$	$z_{(kpc)}$	[Fe/H]	E(B-V)	MP**
Segue 3	UF	5.57	14.83	-6.17	-1.7	0.09	

Tab. A.1: * Classificação de Bica et al. (2006): S - Sagittarius; C - Canis Major; Y - Younger than 10 Gyr; R - Retrograde orbit; DN - Dwarf nucleus; ST - Sagittarius tidal tail; CT: Canis Major tidal tail. Classificação da presente autora: UF - Ultra faint.

** Multipopulação . Para referências, ver Tab. A.2.

A.2 GCs Com Multipopulação Estelar

GCs	Multipopulação	Referência
NGC6864	Não	Kacharov & Koch 2013
NGC104	Sim	Milone et al. 2013; Piotto et al. 2012; Monelli et al. 2013
NGC1261	Sim	Kravtsov et al. 2011
NGC1851	Sim	Milone et al. 2012; Bekki & Yong 2013; Piotto et al. 2012
NGC2419	Sim	di Criscienzo et al. 2011; Cohen & Kirby 2012
NGC2808	Sim	Milone 2012
NGC288	Sim	Piotto et al. 2013
NGC3201	Sim	Kravtsov et al. 2011; Muñoz et al 2013
NGC362	Sim	Piotto et al. 2012
NGC5139 (ω Cent)	Sim	Marino et al 2012; Milone 2012; Bellini et al. 2009
NGC5286	Sim	Piotto et al. 2012
NGC6121	Sim	Monelli et al. 2013; Carreta et al. 2013
NGC6205	Sim	Monelli et al. 2013
NGC6388	Sim	Yoon et al. 2008; Piotto et al. 2012
NGC6397	Sim	Milone et al. 2012
NGC6440	Sim	Mauro et al. 2012
NGC6441	Sim	Yoon et al. 2008
NGC6569	Sim	Mauro et al. 2012
NGC6656 (M22)	Sim	Marino et al. 2011; Milone et al. 2012; Marino et al. 2012; Piotto et al. 2012; Sippel & Hurley 2013
NGC6715	Sim	Piotto et al. 2012
NGC6752	Sim	Carreta 2013; Kravtsov et al. 2011

Continua na próxima página.

Tabela A.2 – continuação da página anterior.

GCs	Multipopulação	Referência
NGC7089	Sim	Piotto et al. 2012
Terzan5	Sim	D'Antona et al. 2010

Tab. A.2: *Referências para os GCs com a presença ou não de multipopulação estelar confirmada.*