

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2014.01.04

# 星系中球状星团的形成与演化

甘建铃<sup>1,3</sup>, 刘成则<sup>2</sup>, 沈世银<sup>1,3</sup>, 侯金良<sup>1,3</sup>

(1. 中国科学院 上海天文台 星系与宇宙学重点实验室, 上海 200030; 2. 上海交通大学 物理与天文系, 上海 200240; 3. 上海市天体物理重点实验室, 上海 200234)

**摘要:** 球状星团与星系的形成和演化过程密切相关, 研究球状星团是研究星系形成和演化的重要途径之一。综述了球状星团在观测上的统计结论, 观测对理论模型的限制, 利用数值模拟和半解析模型研究球状星团形成和演化等阶段的进展。理论研究主要包括球状星团的形成、密度轮廓、初始质量函数, 球状星团在质量、大小、空间上的演化, 星系并合对球状星团形成和演化的影响等。通过介绍当前研究的主要模型、相关的研究结果以及该领域尚未解决的一些难题, 阐明球状星团与星系的关系, 深化对球状星团和星系形成和演化的认识。

**关键词:** 球状星团; 星系; 观测; 数值模拟; 半解析模型

**中图分类号:** P145.2

**文献标识码:** A

## 1 引 言

球状星团的形成机制和演化历史一直是天文学研究的热门领域。球状星团是由恒星构成、密度较高、呈球对称分布的引力束缚体, 其典型质量在  $10^4 \sim 10^6 M_{\odot}$  之间, 大小 (半光半径) 仅为几个秒差距。观测表明, 球状星团在星系中普遍存在。部分星团如 NGC 2257、NGC 2210、NGC 1786 等被证实是星系中最早形成的一批恒星<sup>[1-4]</sup>, 为检验银河系形成的 ELS 理论<sup>[5]</sup> 和 SZ 模型<sup>[6]</sup> 提供了依据; 部分星团被发现于处于并合过程或恒星形成率较高的星系中<sup>[7-11]</sup>, 例如在 NGC 1275、NGC 7252、NGC 4038/4039、NGC 3256 等星系中的球状星团, 它们是考察并合星系恒星形成历史和动力学演化的重要观测对象。因此, 球状星团与星系的形成和演化关系密切, 研究球状星团是探索星系形成和演化的基本课题。

首先, 人们在一系列巡天观测上获得了重要的进展。哈勃望远镜 (Hubble Space Telescope Advanced Camera Survey, HST ACS) 对邻近星系团开展了重要的巡天观测, 例如

收稿日期: 2013-09-05; 修回日期: 2013-11-05

资助项目: 国家自然科学基金 (11243007, 11203017, 11303071, 11173044); 创新群体项目 (11121062); 上海市自然科学基金 (11ZR1443400)

通讯作者: 甘建铃, jlgan@shao.ac.cn

对 Virgo 团<sup>[12]</sup> (ACS Virgo Cluster Survey, ACSVCS)、Fornax 团<sup>[13]</sup> (ACS Fornax Cluster Survey, ACSFCS)、Coma 团<sup>[14, 15]</sup> (ACS Coma Cluster Survey, ACSCCS) 等的观测, 以及下一代对 Virgo 团的巡天<sup>[16]</sup> (Next Generation Virgo Cluster Survey, NGVS)。斯隆数字化巡天项目 (Sloan Digital Sky Survey, SDSS) 对银河系<sup>[17, 18]</sup> 和近邻星系<sup>[19]</sup> 的球状星团亦做了相关观测研究。其他如 Two Micron All Sky Survey<sup>[20]</sup> (2MASS)、Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System<sup>[21]</sup> (Pan-STARRS) 等项目的观测数据也用于球状星团的研究。利用观测数据总结出一些关于球状星团的重要规律, 如星系中球状星团颜色的双峰分布<sup>[22-24]</sup>、质量函数的高斯分布<sup>[13, 25-27]</sup> 等。这些规律又依赖于球状星团所处的星系的属性, 例如, 双峰分布的相对高度与星系的光度有关<sup>[22, 28, 29]</sup>。这就需要研究人员对这些规律以及球状星团与星系之间的相关关系给出一个理论上的解释。

其次, 利用模型量化、系统化地研究球状星团的形成和演化已经超过 20 年。从较早的模型<sup>[30, 31]</sup> 到最近的数值模拟<sup>[32, 33]</sup>, 它们都能或多或少地解释一些观测现象。一般认为, 球状星团是在星系形成过程中, 大质量分子云聚集、恒星形成率较高时的产物<sup>[34, 35]</sup>, 而这一产生条件可能发生在早期星爆 (star burst) 时期或后来的星系并合过程中。另外, 球状星团形成之后并不是一成不变的。由于其自身内部或受其宿主星系支配导致的恒星演化、动力学演化, 都将引起球状星团在质量、大小、数目、空间位置、金属丰度和颜色等的分布上发生变化。星系的形成和演化过程中, 并合时常发生。并合既会使大量气体聚集, 触发新的星团形成, 也会改变星团演化的环境, 促进星团的瓦解。总而言之, 球状星团与星系的形成和演化历史密切相关。

再次, 星系形成的半解析模型 (Semi-Analytical Model, SAM) 在过去 20 年也有快速的发展<sup>[36-39]</sup>。SAM 的基本思路是, 暗物质先塌缩形成暗晕, 暗晕再吸积、冷却气体形成恒星, 最后形成星系; 其形成是一个等级成团的并合过程, 即小质量星系先坍缩形成, 再通过逐级并合形成更大的星系。SAM 中同时考虑球状星团的形成和演化, 最近几年渐渐成为一个热门课题<sup>[35, 40-43]</sup>。在 SAM 框架下构造的球状星团形成和演化模型中, 尽管还有些困难与不足, 但众多观测现象都能得到有效合理的解释。人们认为, 球状星团在星系中既是不可或缺又是自然而然的一部分<sup>[40, 41]</sup>。通过研究球状星团的形成和演化, 可以推测星系形成初期的球状星团状况, 解决星系形成早期的恒星初始质量函数、宇宙学参数等问题, 对星系形成和演化的研究提供新的约束条件。

本文评述的重点在于球状星团与星系的相互关系, 即冷暗物质星系形成模型框架下, 球状星团的形成与演化过程。内容安排如下, 第 2 章概述了观测上的一些统计结论; 第 3 章重点讨论了一些重要模型或数值模拟及其主要结论, 包括球状星团的形成 (第 3.1 节)、球状星团的演化 (第 3.2 节)、星系的并合与球状星团的形成和演化 (第 3.3 节) 3 部分; 最后第 4 章总结全文并归纳该领域尚未解决的一些难题。

## 2 观测概述

得益于一系列大型巡天项目的实施 (例如, HST ACS<sup>[12-14]</sup>, SDSS<sup>[17-19]</sup> 等), 人们已经积累了大量关于球状星团的数据, 包括它们的比频、金属丰度、颜色、质量、空间位置和大小等的分布。本章简要讨论球状星团在观测上的一些重要统计规律, 以及这些规律对构造理论模型的作用和意义。

### 2.1 比频

比频 (specific frequency) 是衡量星系中球状星团相对数量的一个重要的量, 反映了球状星团在星系中占有的恒星质量的比率。一般用以星系光度 (以绝对星等  $M_V$  表示) 或星系恒星质量归一化的球状星团数目 ( $N_{GC}$ ) 表示比频<sup>[52, 53]</sup>。例如,

$$S_N = N_{GC} \times 10^{0.4 (M_V + 15)} . \quad (1)$$

图 1 给出了 Virgo 星系团中球状星团的比频与星系光度的关系分布<sup>[29]</sup>。该图包含了从 Zepf 等人<sup>[53]</sup> 至 Peng 等人<sup>[29]</sup> 近 20 年的观测结果。观测表明, 比频与星系形态和星系所处的环境紧密相关<sup>[29, 53, 54]</sup>。不同旋涡星系具有相当的球状星团比频, 而与它们的星系质量关系较小; 椭圆星系比旋涡星系普遍具有较高的球状星团比频, 且波动范围较大。在星系团中心星系并合的频率较高, 而球状星团的比频随着其寄主星系离星系团中心距离的减小而上升。另外, 观测还发现不同颜色 (金属丰度) 球状星团的比频也与星系形态、质量相关<sup>[54]</sup>。

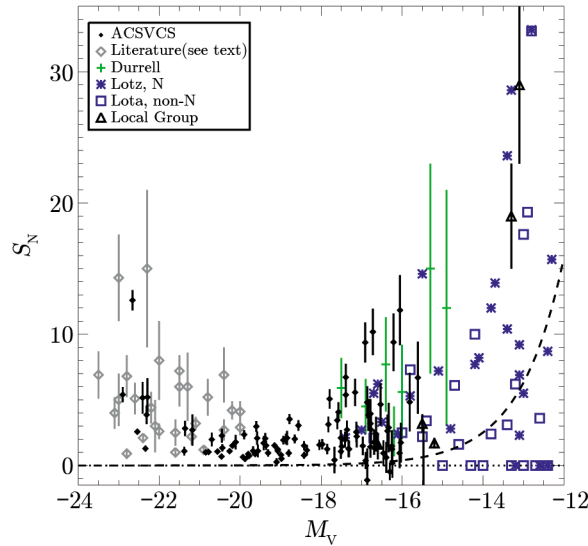


图 1 Virgo 星系团中球状星团的比频与星系光度的关系分布<sup>[29]</sup>

图中实心点为 ACS Virgo Cluster Survey 的结果<sup>[29]</sup>; 空心菱形表示早型星系的结果<sup>[44, 46, 48, 49]</sup>; 加号、星号和正方形表示 Durrell 等人<sup>[50]</sup> 和 Lotz 等人<sup>[51]</sup> 关于矮椭圆星系的结果; 三角形表示了本星系群中的 5 个矮星系的结果<sup>[51]</sup>; 虚线给出了一个星系具有一个球状星团时的比频分布 (图片来自 Peng 等人<sup>[29]</sup>)。

## 2.2 颜色

观测发现, 在绝大多数椭圆星系中, 球状星团的颜色具有典型的双峰分布<sup>[55]</sup> (bimodal distribution, 如图 2), 即星系中主要有两类球状星团: 较蓝的和较红的。这个现象在许多星系中被发现。例如, Couture 等人<sup>[56]</sup>与 Zepf 和 Ashman<sup>[53]</sup>在星系 NGC 4472, Harris 等人<sup>[45]</sup>、Peng 等人<sup>[57]</sup>和 Rejkuba 等人<sup>[58]</sup>在星系 NGC 5128, Ostrov 等人<sup>[59]</sup>在星系 NGC 1399 以及 Peng 等人<sup>[55]</sup>在 Virgo 星系团中都有类似的发现 (详见 Brodie 和 Strader 综述<sup>[28]</sup>)。从图 2 还可看出, 双峰分布的形状与星系光度相关<sup>[55]</sup>。大多数星系都存在一定数目的蓝球状星团, 而红球状星团的峰在较亮的星系中更明显。

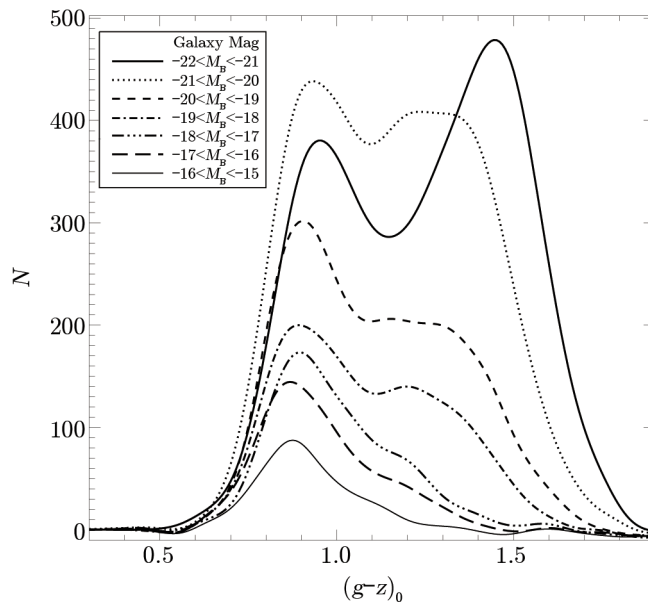


图 2 Virgo 星系团中球状星团的颜色分布  
其中宿主星系按星等分为 7 部分(图片来自 Peng 等人<sup>[55]</sup>)。

## 2.3 金属丰度

球状星团颜色的双峰分布可能也反应了金属丰度的双峰分布<sup>[23]</sup>, 但有部分研究人员认为颜色和金属丰度的关系是非线性的<sup>[61-63]</sup>, 金属丰度实际为单峰、三峰或多峰分布<sup>[24, 64-66]</sup>。利用分光光谱测量的方法, 人们发现不少星系中的球状星团金属丰度具有双峰分布<sup>[22-24]</sup>, Alves-Brito 等人<sup>[23]</sup>发现 Sombrero 星系中球状星团的金属丰度与颜色线性相关, 金属丰度呈现双峰分布, 与简单星族模型 (Simple Stellar Population, SSP) 的预言<sup>[67, 68]</sup>是一致的。Brodie 等人<sup>[22]</sup>利用 Calcium Triplet (8498 Å, 8542 Å, 8662 Å) 光谱分析来推断球状星团的金属丰度, 发现星系 NGC 3115 中球状星团的金属丰度与颜色同样具有双峰分布。Usher 等人<sup>[24]</sup>用同样方法检验了 11 个早型星系, 他们发现多数星系具有金属丰度为双峰分布的球状星团, 少数为三峰或多峰分布。尽管人们对河外星系的球状星团金属丰度分布存在争议, 但对银河系和 M31 来说, 其双峰分布很明显 (如图 3 所示), 而且样本也比较完备。

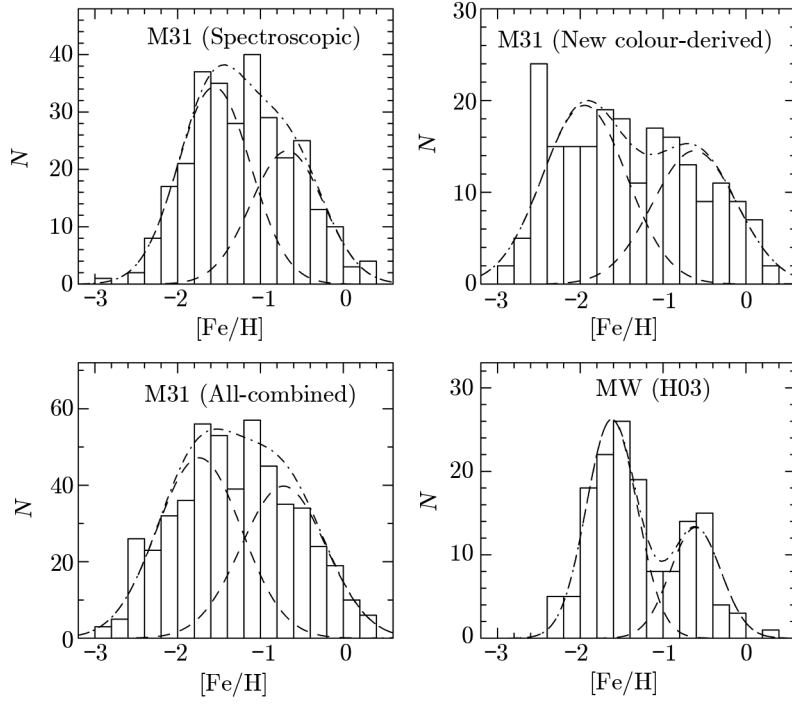


图 3 银河系和 M31 中球状星团的金属丰度分布(图片来自 Fan 等人<sup>[60]</sup>)

## 2.4 空间分布

观测发现, 在一些巨椭圆星系 (如星系 NGC 1399, Brodie 和 Strader<sup>[28]</sup>) 中, 球状星团相对于星系中心的径向空间分布表现为幂律分布, 符合 de Vaucouleurs  $r^{1/4}$  律<sup>[57, 69-71]</sup>; 富金属星团的分布比贫金属星团更加靠近星系中心; 在靠近星系中心区域, 球状星团分布比幂律分布偏低。在晚型星系如 M31 中也有类似的发现 (如图 4 所示)。尽管对于河外星系的结果只是相对于观测者的平面投影分布, 但对银河系的观测发现球状星团在三维空间的径向分布也是符合幂律的<sup>[72]</sup>。另外, 观测还发现椭圆星系中球状星团的空间分布与星系的光度有关, 在较亮的星系中分布较平; 反之, 在较暗的星系中分布较陡<sup>[28]</sup>。

## 2.5 质量函数

质量函数表示球状星团具有某个质量的概率分布。观测发现, 多数星系的球状星团质量函数整体为正态对数分布<sup>[13, 25-27]</sup> (lognormal distribution), 即:

$$\frac{dN}{d \lg M} \propto \exp \left[ -\frac{\lg^2 (M/M_0)}{2\sigma^2} \right], \quad (2)$$

其中  $M_0$  为球状星团质量的峰值, 约为  $(2 \sim 3) \times 10^5 M_\odot$ ,  $\sigma$  为弥散。但是年轻球状星团的质量表现为幂律分布<sup>[13, 73-75]</sup> (power law), 即:

$$\frac{dN}{dM} \propto M^{-\alpha}, \quad (3)$$

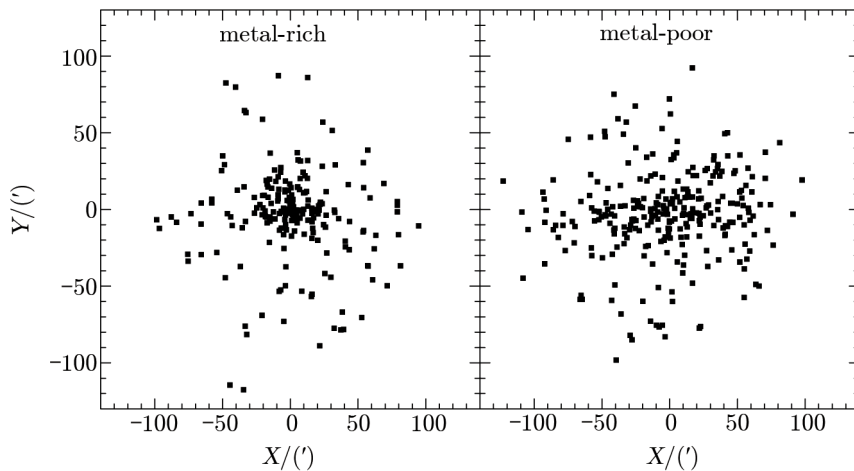


图4 星系 M31 中球状星团的空间分布  
左图为富金属星团, 右图为贫金属星团(图片来自 Fan 等人<sup>[60]</sup>)。

其中  $\alpha \simeq 2$  为常数。

## 2.6 大小

球状星团的大小一般可用其半光半径或半质量半径 ( $r_h$ ) 表示。van den Bergh 等人<sup>[76]</sup> 最早发现球状星团的大小与其相对于星系中心的距离存在关系:  $r_h \propto R^{1/2}$ 。Jordán 等人<sup>[77]</sup> 发现较亮的星系中  $r_h$  与  $R$  的相关关系较弱。Kundu 等人<sup>[78, 79]</sup> 在对 NGC 3115 和 M87 的观测中发现贫金属球状星团的大小比富金属的平均大 20%; Larsen 等人<sup>[80]</sup>, Kundu 和 Whitmore<sup>[81]</sup> 及 Jordán 等人<sup>[77]</sup> 在对众多星系的观测统计中均证实了这一点, 即贫金属球状星团普遍比富金属的大。

## 2.7 观测对理论模型的暗示

球状星团的观测属性反映了球状星团的形成机制, 是球状星团系统与星系共同演化的结果。通过对观测的统计分析, 可归纳出如下结论。

(1) 比频分布与星系形态相关。而不同形态的星系形成过程又不尽相同, 如椭圆星系主要通过主并合 (质量相当的两个星系并合) 形成, 旋涡星系主要通过次并合 (质量相差较大的两个星系并合) 形成; 因此比频分布反应了星系的并合历史。

(2) 球状星团的空间轨道演化受宿主星系的引力场和动力学摩擦支配, 因此空间分布反映了引力和动力学摩擦的综合作用。

(3) 球状星团自身化学演化导致的金属丰度变化较小<sup>[82]</sup>, 球状星团的金属丰度主要由其形成时的宿主星系决定。因此, 金属丰度或颜色的分布特点说明了球状星团的两种形成环境或时期。

(4) 球状星团质量和大小分布反映了球状星团自身动力学演化和外部潮汐力的共同作用。

(5) 年轻大质量星团被认为是球状星团演化的前身<sup>[73-75]</sup>。Kruijssen 等人<sup>[83]</sup> 发现, 如果球



状星团的初始质量函数具有大质量年轻星团的分布 (即幂律分布), 那么年老的星团应该在星系的早期星暴中形成。球状星团在星系的动力学演化中, 其质量函数逐步转化为正态对数分布。

### 3 球状星团的形成和演化

上一章对球状星团在观测上的总结, 表明它们与星系的形成和演化历史有着密切联系, 这就要求人们构造一个合理的星系形成模型, 将球状星团的形成和演化放在宇宙学框架下和星系的形成和演化一同考虑。

星系是球状星团形成和演化的大环境, 因此球状星团的形成模型主要都是建立在星系这个载体的形成和演化模型上的。球状星团自身内部的恒星演化、恒星碰撞交汇和外界引力、动力学磨擦、潮汐力的作用可导致球状星团在质量、大小和空间分布上发生变化。模型还需要考虑球状星团形成之后与星系的共同演化。在此过程中, 球状星团的质量、大小、空间分布等都会因为自身内部的演化或星系环境的变化而发生改变。本章重点介绍当前球状星团形成和演化的相关研究进展。

#### 3.1 球状星团的形成

##### 3.1.1 形成机制

较早的模型如 Ashman 和 Zepf<sup>[30]</sup> 假设球状星团在两个质量相当的盘星系并合 (major disk-disk merger) 过程中形成。星系的主并合使得大量气体聚集, 这是球状星团形成的重要条件。这种情况一般发生在星系演化的中晚期, 可以产生相当数量的富金属星团。该模型可以很好地解释球状星团的颜色或金属丰度的双峰分布特点, 但在这种形成机制下, 球状星团的平均年龄较低, 不能解释老年球状星团的存在。

Forbes 等人<sup>[31, 42]</sup> 提出了多相坍缩模型 (multi-phase collapse), 他们假设贫金属星团是在极早期大质量气体云的坍缩中形成的, 并在随后由于强烈的反馈和再电离 (reionization) 而停止产生 (亦见 Santos<sup>[84]</sup>)。在宇宙早期, 重子物质主要表现为气体, 引力不稳定性使暗物质坍缩形成暗晕, 大量气体被暗晕吸积聚集, 此时恒星形成率极高, 因此也是星团形成的重要时期。Griffen 等人<sup>[35]</sup> 认为这个模型需要人为地引入一个贫金属星团形成的截止时刻, 使模型预言的球状星团数目 (比频) 或空间分布与观测相符。

Cote 等人<sup>[85, 86]</sup> 提出了无耗散吸积模型 (dissipationless accretion), 球状星团在星系的无耗散并合过程中形成。在该模型下, 富金属球状星团在大质量星系中形成, 而贫金属球状星团在小质量星系中形成并通过吸积进入大质量星系中。这个模型既可给出球状星团的金属丰度分布, 又可以解释球状星团的金属丰度与星系质量的关系, 但它在小质量星系中产生的贫金属星团的金属丰度还是偏高<sup>[87, 88]</sup>。

Kravtsov 和 Gnedin<sup>[34]</sup> 利用高分辨率数值模拟研究球状星团的形成。他们发现球状星团在大质量分子云的坍缩中形成, 且宿主星系的暗晕质量应大于  $10^9 M_{\odot}$ 。最早的球状星团在红移  $z \approx 12$  时形成, 在红移  $z \approx 3 \sim 5$  之间是其形成的高峰期。大量星团在卫星星系 (satellite

galaxies) 中形成, 再通过并合进入大质量星系。他们发现的球状星团的质量、大小、颜色及金属丰度分布与观测相符。星系中的球状星团总质量与暗晕质量存在关系:

$$M_{\text{GC}} = \left( \frac{3 \times 10^6 M_{\odot}}{(M_{\text{halo}}/10^{11} M_{\odot})} \right)^{1.1} . \quad (4)$$

但是, 他们的数值模拟只演化到红移  $z = 3$ , 因为从球状星团到星系的质量和尺度范围都较大, 这要求极高的分辨率和计算量。

Griffen 等人<sup>[35]</sup> 在 Aquarius 数值模拟<sup>[89]</sup> 输出的银河系大小暗晕演化的基础上, 探讨了球状星团的形成机制。他们假设贫金属星团在暗晕的坍缩中形成, 当暗晕维里温度超过  $10^4$  K 时, 星团在早期星系的星暴中形成; 当星系中的所有气体被再电离时, 贫金属星团的形成停止。据此, 模型预言的贫金属星团年龄分布和空间分布与银河系的观测相符。对于富金属星团, Griffen 等人试验了两种形成机制。其一是假设星团在气体丰富的盘星系的并合中形成; 其二是假设星团在矮星系中形成, 并由于潮汐剥离进入主星系中。前者得到的富金属星团年龄分布和空间分布与银河系的观测一致; 而后者得到的空间分布过于延展, 与观测不符。

总而言之, 球状星团形成的先决条件是大质量分子云的聚集, 此时气体有足够的量, 密度足够高 (比如超过  $100 M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-3}$ , Kravtsov 和 Gnedin<sup>[34]</sup>), 这可能会出现星系形成早期气体充分、密度较高的时候, 或者后来星系发生并合, 大量气体聚集的时候。因此, 球状星团的形成可以总结为以下两种情形:

(1) 在再电离 (reionization) 之前的时期形成, 这是星系形成早期的星暴 (star burst) 时期, 主要形成贫金属的恒星和星团。数值模拟 (例如 Griffen 等人<sup>[35]</sup>) 表明在早期的坍缩过程中, 当星系暗晕的维里温度达到一定阈值 (一般为  $10^4$  K) 时, 星暴开始发生; 在有限的空间内, 当气体密度超过一定值时, 便可认为有球状星团形成; 其形成是一个多相坍缩过程。此时是年老、贫金属星团形成的重要时期。

(2) 在气体和恒星丰富的星系的并合过程中形成, 这种情况下有部分贫金属球状星团形成, 但主要形成富金属的球状星团。众多观测 (例如 Xu 等人<sup>[90, 91]</sup>) 表明星系的并合使大量的气体聚集, 促发新的星暴; 在星系并合的区域内, 当气体密度超过一定值时, 也可认为有球状星团形成; 其形成是一个无耗散吸积过程。此时是年轻、富金属星团形成的重要时期。

### 3.1.2 初始质量函数

球状星团的初始质量函数是球状星团形成初期的质量分布。在当前研究中, 一般采取幂律分布或正态分布这两种形式, 但人们对这两种分布的合理性都有较大争议。

部分研究人员认为, 球状星团的初始质量具有观测到的大质量年轻星团 (Yong Massive Clusters, YMCs) 的分布<sup>[43, 92]</sup>, 即幂律分布。Kravtsov 和 Gnedin<sup>[34]</sup> 的数值模拟亦发现球状星团的零龄质量函数 (即初始质量函数) 符合幂律分布。

Fall 和 Zhang<sup>[93]</sup> 及 Shu 等人<sup>[94]</sup> 在球状星团的动力学演化研究中同时测试了幂律分布和正态分布的初始质量函数。在红移  $z = 0$  处, 他们都能得到与观测一致的球状星团质量函数。Vesperini 等人<sup>[95]</sup> 做了更进一步的研究。他们发现, 对于幂律分布的初始函数, 只有在初始速度分布具有各向异性并且随着星团远离星系中心而增加时, 能在所有空间位置上产生



与观测一致的球状星团质量函数。对于正态分布的初始质量函数, 在多种初始空间分布和速度分布下, 都能符合观测的限制。

Krujsssen 和 Cooper<sup>[83]</sup> 研究了矮星系中老年球状星团的质量分布, 并与近邻星系中的大质量年轻星团比较。他们发现, 对于具有恒星质量在  $10^7 \sim 10^9 M_{\odot}$  之间的星系, 其中 90% 的球状星团的初始质量谱与大质量年轻星团一致。对于银河系, 具有幂律初始质量谱的球状星团有 2/3。当使用正态分布的初始质量函数时, 模型预言的结果则与观测完全不一致。

### 3.2 球状星团的演化

#### 3.2.1 质量的演化

在球状星团质量的演化上, 许多人做了相关的研究, 例如 Fall 和 Zhang<sup>[93]</sup>、Vesperini 等人<sup>[95]</sup>、Prieto 和 Gnedin<sup>[92]</sup>、Shu 等人<sup>[94]</sup>等的研究。人们一般考虑三种因素导致的球状星团质量损失,

$$\frac{dM_{GC}}{dt} = - (A_{ste} + A_{dyn} + A_{ext}) M_{GC} , \quad (5)$$

右式各分量的意义如下:

$A_{ste}$  为恒星演化导致的质量损失率。恒星星风 (stellar winds) 和超新星爆发 (supernova explosions) 将部分气体抛出星团之外, 成为星际介质。

$A_{dyn}$  为星团内部动力学演化导致的质量损失率。两体弛豫 (two-body relaxation) 是恒星之间引力相互作用的长期累积效应, 它在恒星系统保持速度分布的麦克斯韦平衡时, 使得部分恒星获得较高的能量而逃离星团。

$A_{ext}$  为星团外部作用力导致的质量损失率, 例如外部潮汐力和冲击压引起的质量剥离。

Fall 和 Zhang<sup>[93]</sup> 发现两体弛豫主导了小质量星团的演化, 它使得星团质量线性衰减; 对于大质量星团, 早期由恒星演化主导, 而晚期由潮汐力瓦解主导, 它们使得星团质量函数向小质量移动而不改变形状。

Prieto 和 Gnedin<sup>[92]</sup> 发现恒星演化引起的质量损失比率对所有星团是一样的; 表现在球状星团质量函数上, 它只使得质量函数向低质量方向移动, 而不改变质量函数的形状。

Shu 等人<sup>[94]</sup> 发现内部因素 (包括恒星演化和动力学演化) 对于小质量星团的影响较大, 而外部潮汐力对大质量星团的影响较明显。因为大质量星团所受的动力学摩擦较大, 更有可能经过星系中心潮汐场较强的区域, 这与 Fall 和 Zhang<sup>[93]</sup> 的研究结果一致。同样, 对于形成时初始位置离星系中心较远, 轨道较圆的球状星团, 其质量演化受外部作用力的影响也较小, 内部因素起主要作用。

#### 3.2.2 大小的演化

球状星团的演化涉及到众多物理过程 (第 3.2.1 节), 具体的演算较为复杂。Heggie 和 Giersz<sup>[96]</sup> 利用蒙特卡罗数值模拟研究了邻近星团 M4 的潮汐半径、半质量半径和核半径随时间的演化 (如图 5)。他们考虑了动力学演化和恒星演化导致的星团质量通过潮汐边界的流失过程。他们发现在球状星团形成之初的  $1 \times 10^7$  a 有一个快速的质量分层和坍塌的过程; 之后由于恒星演化, 星团的半质量半径一直增长即星团不断膨胀, 这个阶段持续将近  $8 \times 10^9$  a。

同时,星团也在不断损失质量,星团自束缚力减小,因此在接下来的时期直至今天,星团的潮汐半径和半质量半径不断减小。

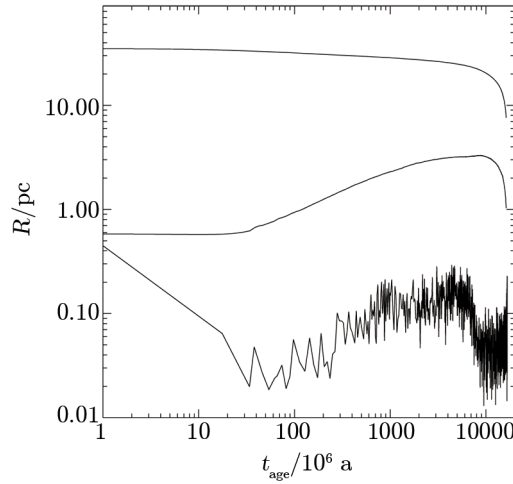


图 5 数值模拟球状星团 M4 潮汐半径、半质量半径、核半径随时间的演化 (由上至下, 图片来自 Heggie 和 Giersz<sup>[96]</sup>)

星团内部两体弛豫导致的能量外流,使得星团稳定地膨胀<sup>[97]</sup>。Hénon 等人<sup>[98]</sup>认为可以不考虑星团核半径以内产生能量流的细节,而只考虑在半质量半径处的能量流量。在半质量半径范围内,星团系统具有的能量为:

$$E = -\alpha \frac{GM_{GC}^2}{r_h}, \quad (6)$$

其中  $\alpha \simeq 0.2$  为形式因子。在半质量半径处,星团系统外流的能量流量为:

$$\frac{\dot{E}}{|E|} = \frac{\dot{r}_h}{r_h} = \frac{\zeta}{\tau_h}, \quad (7)$$

其中  $\tau_h$  为半质量弛豫时标,  $\zeta$  为表示能量传导效率的系数。Alexander 和 Gieles 通过数值模拟<sup>[99]</sup>, 结果发现对于一般球状星团系统  $\zeta \simeq 0.1$ 。

Gieles 等人<sup>[32, 100]</sup>利用上述模型计算了球状星团的大小演化,得到的星团半质量半径演化情况与Heggie 和 Giersz<sup>[96]</sup>的数值模拟一致。他们发现球状星团的演化可分为膨胀主导 (expansion dominated) 和蒸发主导 (evaporation dominated) 两个阶段,前者半质量半径随着时间演化而增加,后者减小。处在第一阶段 (膨胀主导) 的星团,其大小与环境无关,由星团质量决定;处在第二阶段 (蒸发主导) 的星团,其大小与其相对于星系中心的距离存在相关关系,即  $r_h \propto R^{1/2}$ ,这与观测是一致的 (见 2.6 节)。对于球状星团大小的衰减, Prieto 和 Gnedin 的研究还发现其大小与质量存在关系:  $r_h \propto M_{GC}^{1/3}$ ,这说明在球状星团的蒸发阶段,其半质量半径范围内的平均密度不变。

### 3.2.3 空间的演化

球状星团在星系中形成后, 作为一个整体, 将受星系引力场和动力学摩擦 (dynamical friction) 的作用在空间位置上发生演化, 进而影响其质量和大小的演化。球状星团空间演化的一般方程如下:

$$\frac{d^2 \mathbf{x}}{dt^2} = -\nabla \phi(\mathbf{x}) + \mathbf{f}_{\text{df}}, \quad (8)$$

上式右侧中  $\phi(\mathbf{x})$  为引力势, 可以是简单的球对称势, 或复杂的三轴势。 $\mathbf{f}_{\text{df}}$  为动力学摩擦, 具体形式如下<sup>[97]</sup>:

$$\mathbf{f}_{\text{df}} = -4\pi G^2 M_{\text{GC}} \ln \Lambda \rho(\mathbf{x}) \left[ \text{erf}(X) - \frac{2X}{\sqrt{\pi}} \exp(-X^2) \right] \frac{\mathbf{V}_{\text{orb}}}{V_{\text{orb}}^3}, \quad (9)$$

其中,  $\ln \Lambda$  为库仑对数,  $\rho(\mathbf{x})$  为背景物质在  $\mathbf{x}$  处的密度,  $\mathbf{V}_{\text{orb}}$  为球状星团的轨道运动速度,  $X = V_{\text{orb}}/[\sqrt{2}\sigma(r)]$ ,  $\sigma(r)$  为背景粒子在  $r$  处的一维速度弥散 (球坐标系)。下面介绍一些研究例子。

Shu 等人<sup>[94]</sup>的研究发现动力学摩擦起着至关重要的作用。动力学摩擦的特点是其加速度大小与环境密度、星团质量成正比, 并且潮汐力的作用随着环境密度的提高而增强, 因此大质量、初始位置离星系中心较近的球状星团受潮汐影响的几率较高。Shu 等人<sup>[94]</sup>还检验了星系核的存在对球状星团的影响。在离星系中心  $R < 5 \text{ kpc}$  的范围内, 被瓦解的星团数目明显较多, 因为这里的动力学摩擦和潮汐力更强。

Prieto 和 Gnedin<sup>[92]</sup>考虑了等级成团机制下盘星系中球状星团的空间演化。他们发现, 离主星系中心 10 kpc 以外的星团都处在卫星星系中, 形成较晚的星团其空间分布较为延展; 星团的空间分布呈椭球状, 其球对称的平均密度轮廓符合幂律分布:  $n(r) \propto r^{-2.7}$ 。

Peñarrubia 等人<sup>[101]</sup>利用多体数值模拟研究了球状星团在具有三轴 (triaxial) 形状的星系暗晕中的演化。在三轴势中, 星团的运动轨迹存在几种类型: ① 盒状轨道; ② 管状轨道; ③ 谐振轨道; ④ 不规则轨道, 或称不稳定、随机轨道。他们发现: ① 球状星团在质量上有明显的空间分层, 大质量星团分布在离星系中心较近的位置, 这主要是动力学摩擦的作用; ② 质量较大、中心密度较高的星团不容易被潮汐力瓦解, 反之则容易被瓦解; ③ 星团的存活时间与其轨道形状关系密切, 盒状轨道中的星团最容易被瓦解, 管状轨道中的同样星团瓦解时标最长; ④ 星团的速度弥散与观测方向有关, 在垂直于轨道平面的方向比平行的方向观测到的速度弥散低; ⑤ 管状轨道中的球状星团可获得自转, 其最大转动速率可达到宿主星系的自转速率。

综上所述, 引力场分布决定了球状星团的运动轨道演化与空间分布; 动力学摩擦使球状星团失去能量和角动量, 使其运动轨道产生衰减而向星系中心运动, 因而更容易被瓦解。

## 3.3 星系的并合与球状星团的形成和演化

### 3.3.1 形成与瓦解

在等级成团宇宙学模型下, 星系的并合频繁发生, 是星系形成和演化的一个重要过程。如前所述 (第 3.1.1 节), 星系并合可能触发新的球状星团形成, 但亦有研究表明<sup>[33, 102-104]</sup>, 星系的并合改变了引力场和潮汐场的分布, 导致球状星团瓦解或发生其他变化。

Kruijssen 等人<sup>[102, 103]</sup>利用数值模拟研究了并合的星系中球状星团的形成率和瓦解率。他们发现并合过程中的星系确实比孤立星系的恒星形成率高,但同时其潮汐场的作用也较明显。星系的并合大大提高了环境中的气体密度,潮汐瓦解的效率随着星团形成率的提高而提高。在两星系交汇的近心点(pericenter)潮汐场最强,而在并合星系中这种情况频繁出现(亦见 Renaud 等人<sup>[33, 104]</sup>)。潮汐瓦解使得星团质量和数目总体不断减小,球状星团质量函数最终从初始的分布演化为今天的正态分布。Kruijssen 等人<sup>[103]</sup>认为球状星团产生与瓦解并存是星系形成历史之中的普遍现象。同时,他们拟合了星团存活率与恒星形成率的关系式:

$$f_{\text{surv}} = 4.5 \times 10^{-8} M_{\text{min}}^2 \left( \frac{M_{\text{gas}}}{SFR_{\text{peak}}} \right)^{0.77 - 0.22 \lg M_{\text{min}}}, \quad (10)$$

其中,  $M_{\text{min}}$ 、 $M_{\text{gas}}$ 、 $SFR_{\text{peak}}$  分别为并合过程中可存活的最小球状星团质量、气体总量、恒星形成率峰值。该式说明在并合星系中,恒星形成率越高,星团瓦解率也越高。

### 3.3.2 金属丰度的双峰分布

恒星的演化使恒星金属元素的含量不断增加,但对于球状星团系统,这个变化微乎其微<sup>[82, 105]</sup>。球状星团的金属丰度主要由其形成时的星系环境决定,其金属丰度分布与星系的并合过程密切相关。

Muratov 和 Gnedin<sup>[43]</sup>及 Tonini<sup>[106]</sup>研究了等级成团星系形成机制下的球状星团金属丰度分布(亦见 Beasley 等人<sup>[40]</sup>、Bekki 等人<sup>[41]</sup>)。他们假设球状星团具有其形成时的宿主星系的平均金属丰度而不进行演化。他们均发现金属丰度的双峰分布是等级成团并合的自然结果。贫金属球状星团在早期( $z > 3$ )的小质量星系中形成,再通过并合进入大质量星系。晚期( $z < 3$ )的星系并合形成部分贫金属和多数富金属的球状星团。对于红移  $z > 2$ 、恒星质量小于  $10^9 M_{\odot}$  的星系,其中的球状星团金属丰度分布不存在明显的双峰分布。Beasley 等人<sup>[40]</sup>、Bekki 等人<sup>[41]</sup>的研究亦发现经历并合越多的星系,其内的双峰分布越明显。

Tonini<sup>[106]</sup>还发现对于给定质量的星系,其贫金属、富金属球状星团的相对比率与星系的并合历史有很大关系。经历频繁并合、处在致密环境中的星系如早型星系,其内贫金属球状星团比率较高;反之,并合率较小、所处环境较为稀疏的星系如晚型星系,其内富金属星团的比率较高。

## 4 总结与讨论

本文综述了近年来在球状星团形成和演化研究方面的进展。观测上,众多巡天项目得到有效实施,人们从观测数据中发现了一些关于球状星团的重要规律,而且这些规律与星系的性质关系密切。理论上,人们利用数值模拟或半解析模型研究球状星团形成和演化,探讨了球状星团的形成机制、形成后的密度轮廓、初始质量函数问题,球状星团的质量、大小、空间位置在星系支配下的演化,还有星系并合对球状星团形成演化的影响等。通过以上论述可知,星系是球状星团形成和演化的大环境,理论研究需要考虑球状星团与星系的共同演化。

半解析模型从各种角度入手,虽然已经解释了不少观测现象,但仍然存在一些难题。

例如, 在球状星团的形成机制上, 模型需要判断大质量分子云坍缩的条件; 在球状星团的动力学演化上, 模型需要假定一个初始质量函数; 在星系并合对球状星团的瓦解效应上, 模型需要考虑并合星系内物质分布。半解析模型 (SAM) 可以将问题简化处理, 在与观测比较时必须考虑系统偏差。利用高精度、大样本的数值模拟研究, 必须将其统计平均结果与大量近邻星系和星系团的观测结合起来比较。

利用数值模拟研究球状星团与星系共同演化的另一个挑战是, 除了考虑暗物质及其次结构的形成和演化外, 还必须包括重子气体吸积冷却、恒星形成反馈、恒星集团聚集瓦解等过程的数值模拟。只有这样, 才能与观测进行更直接、更细致的比较。这对目前的模拟有很大的挑战, 影响恒星形成和演化的众多物理过程尚未被清楚地认识。同时它需要极高的分辨率和极大的计算量, 这对计算机的性能也有很高的要求。

## 致谢

感谢审稿人对本文修改提出的宝贵意见。

## 参考文献:

- [1] Johnson J A, Bolte M, Stetson P B, et al. *ApJ*, 1999, 527: 199
- [2] Johnson J A, Bolte M, Stetson P B, Hesser J E. *IAU Symposium*, 2002, 207: 190
- [3] Salaris M, degl'Innocenti S, Weiss A. *ApJ*, 1997, 479: 665
- [4] Piatti A E, Sarajedini A, Geisler D, et al. *MNRAS*, 2007, 381: L84
- [5] Eggen O J, Lynden-Bell D, Sandage A R. *ApJ*, 1962, 136: 748
- [6] Searle L, Zinn R. *ApJ*, 1978, 225: 357
- [7] Holtzman J A, Faber S M, Shaya E J, et al. *AJ*, 1992, 103: 691
- [8] Whitmore B C, Schweizer F, Leitherer C, et al. *AJ*, 1993, 106: 1354
- [9] Whitmore B C, Schweizer F. *AJ*, 1995, 109: 960
- [10] Zepf S E, Ashman K M, English J, et al. *AJ*, 1999, 118: 752
- [11] Larsen S S. *AJ*, 2002, 124: 1393
- [12] Côté P, Blakeslee J P, Ferrarese L, et al. *ApJS*, 2004, 153: 223
- [13] Jordán A, McLaughlin D E, Côté P, et al. *ApJS*, 2007, 171: 101
- [14] Carter D, Goudfrooij P, Mobasher B, et al. *ApJS*, 2008, 176: 424
- [15] Peng E W, Ferguson H C, Goudfrooij P, et al. *ApJ*, 2011, 730: 23
- [16] Ferrarese L, Côté P, Cuillandre J-C, et al. *ApJS*, 2012, 200: 4
- [17] Frinchaboy P M, Zasowski G, Jackson K, et al. *Star Clusters in the Era of Large Surveys, Astrophysics and Space Science Proceedings*. Berlin: Springer-Verlag, 2012: 31
- [18] Lardo C, Bellazzini M, Pancino E, et al. *A&A*, 2011, 525: A114
- [19] Bates S A, Holtzman J A, Walterbos R A M. *Bulletin of the American Astronomical Society*, 2004, 36: 1453
- [20] Mineo S, Fabbiano G, D'Abrusco R, et al. *ApJ*, 2014, 780: 132
- [21] Henze M, Pietsch W, Haberl F, et al. *A&A*, 2013, 549: A120
- [22] Brodie J P, Usher C, Conroy C, et al. *ApJ*, 2012, 759: L33
- [23] Alves-Brito A, Hau G K T, Forbes D A, et al. *MNRAS*, 2011, 417: 1823
- [24] Usher C, Forbes D A, Brodie J P, et al. *MNRAS*, 2012, 426: 1475
- [25] Zhang Q, Fall S M. *ApJ*, 1999, 527: L81



- [26] de Grijs R, Anders P, Bastian N, et al. *MNRAS*, 2003, 343: 1285
- [27] Anders P, de Grijs R, Fritze-v. Alvensleben U, et al. *MNRAS*, 2004, 347: 17
- [28] Brodie J P, Strader J. *ARA&A*, 2006, 44: 193
- [29] Peng E W, Jordán A, Côté P, et al. *ApJ*, 2008, 681: 197
- [30] Ashman K M, Zepf S E. *ApJ*, 1992, 384: 50
- [31] Forbes D A, Brodie J P, Grillmair C J. *AJ*, 1997, 113: 1652
- [32] Gieles M. *MmSAI*, 2013, 84: 148
- [33] Renaud F, Gieles M. *MNRAS*, 2013, 431: L83
- [34] Kravtsov A V, Gnedin O Y. *ApJ*, 2005, 623: 650
- [35] Griffen B F, Drinkwater M J, Thomas P A, et al. *MNRAS*, 2010, 405: 375
- [36] White S D M, Frenk C S. *ApJ*, 1991, 379: 52
- [37] Cole S, Lacey C G, Baugh C M, Frenk C S. *MNRAS*, 2000, 319: 168
- [38] Kang X, Jing Y P, Mo H J, et al. *ApJ*, 2005, 631: 21
- [39] Benson A J. *New Astronomy*, 2012, 17: 175
- [40] Beasley M A, Baugh C M, Forbes D A, et al. *MNRAS*, 2002, 333: 383
- [41] Bekki K, Yahagi H, Nagashima M, et al. *MNRAS*, 2008, 387: 1131
- [42] Forbes D A, Bridges T. *MNRAS*, 2010, 404: 1203
- [43] Muratov A L, Gnedin O Y. *ApJ*, 2010, 718: 1266
- [44] Forbes D A, Franx M, Illingworth G D, et al. *ApJ*, 1996, 467: 126
- [45] Harris G L H, Geisler D, Harris H C, et al. *AJ*, 1992, 104: 613
- [46] Harris G L H, Harris W E, Geisler D. *AJ*, 2004, 128: 723
- [47] Harris W E, Harris G L H, Alessi M. *ApJ*, 2013, 772: 82
- [48] Dirsch B, Schubert Y, Richtler T. *A&A*, 2005, 433: 43
- [49] Rhode K L, Zepf S E. *AJ*, 2004, 127: 302
- [50] Durrell P R, Harris W E, Geisler D, et al. *AJ*, 1996, 112: 972
- [51] Lotz J M, Miller B W, Ferguson H C. *ApJ*, 2004, 613: 262
- [52] Harris W E, van den Bergh S. *AJ*, 1981, 86: 1627
- [53] Zepf S E, Ashman K M. *MNRAS*, 1993, 264: 611
- [54] Miller B W, Lotz J M. *ApJ*, 2007, 670: 1074
- [55] Peng E W, Jordán A, Côté P, et al. *ApJ*, 2006, 639: 95
- [56] Couture J, Harris W E, Allwright J W B. *ApJ*, 1991, 372: 97
- [57] Peng E W, Ford H C, Freeman K C. *ApJ*, 2004, 602: 705
- [58] Rejkuba M, Greggio L, Harris W E, et al. *ApJ*, 2005, 631: 262
- [59] Ostrov P, Geisler D, Forte J C. *AJ*, 1993, 105: 1762
- [60] Fan Z, Ma J, de Grijs R, et al. *MNRAS*, 2008, 385: 1973
- [61] Yoon S-J, Yi S K, Lee Y-W. *Science*, 2006, 311: 1129
- [62] Yoon S-J, Lee S-Y, Blakeslee J P, et al. *ApJ*, 2011, 743: 150
- [63] Blakeslee J P, Cho H, Peng E W, et al. *ApJ*, 2012, 746: 88
- [64] Brodie J P, Strader J, Denicoló G, et al. *AJ*, 2005, 129: 2643
- [65] Woodley K A, Harris W E, Harris G L H. *AJ*, 2005, 129: 2654
- [66] Proctor R N, Forbes D A, Beasley M A. *MNRAS*, 2004, 355: 1327
- [67] Raimondo G, Brocato E, Cantiello M, et al. *AJ*, 2005, 130: 2625
- [68] Maraston C. *MNRAS*, 1998, 300: 872
- [69] Bassino L P, Faifer F R, Forte J C, et al. *A&A*, 2006, 451: 789
- [70] Lee M G, Park H S, Hwang H S. *Science*, 2010, 328: 334
- [71] Lee M G, Park H S, Hwang H S, et al. *ApJ*, 2010, 709: 1083
- [72] Harris W E. *Star Clusters*, Saas-Fee Advanced Course 28. Lecture Notes 1998, Swiss Society for Astrophysics and Astronomy. Berlin: Springer-Verlag, 2001: 223
- [73] Ho L C, Filippenko A V. *ApJ*, 1996, 472: 600



- [74] Mengel S, Lehnert M D, Thatte N, et al. *A&A*, 2002, 383: 137
- [75] de Grijs R, Smith L J, Bunker A, et al. *MNRAS*, 2004, 352: 263
- [76] van den Bergh S, Morbey C, Pazder J. *ApJ*, 1991, 375: 594
- [77] Jordán A, Côté P, Blakeslee J P, et al. *ApJ*, 2005, 634: 1002
- [78] Kundu A, Whitmore B C. *AJ*, 1998, 116: 2841
- [79] Kundu A, Whitmore B C, Sparks W B, et al. *ApJ*, 1999, 513: 733
- [80] Larsen S S, Brodie J P, Huchra J P, et al. *AJ*, 2001, 121: 2974
- [81] Kundu A, Whitmore B C. *AJ*, 2001, 121: 2950
- [82] Brooks A M, Governato F, Booth C M, et al. *ApJ*, 2007, 655: L17
- [83] Kruijssen J M D, Cooper A P. *MNRAS*, 2012, 420: 340
- [84] Santos M R. *Extragalactic Globular Cluster Systems: ESO ASTROPHYSICS SYMPOSIA*. Berlin: Springer-Verlag, 2003: 348
- [85] Côté P, Marzke R O, West M J. *ApJ*, 1998, 501: 554
- [86] Côté P, West M J, Marzke R O. *ApJ*, 2002, 567: 853
- [87] Hilker M. *PHD Thesis*. Sternw: Univ. of Bonn, 1998: 37
- [88] Strader J, Brodie J P, Forbes D A. *AJ*, 2004, 127: 3431
- [89] Springel V, Wang J, Vogelsberger M, et al. *MNRAS*, 2008, 391: 1685
- [90] Xu C K, Zhao Y, Scoville N, et al. *ApJ*, 2012, 747: 85
- [91] Xu C K, Shupe D L, Béthermin M, et al. *ApJ*, 2012, 760: 72
- [92] Prieto J L, Gnedin O Y. *ApJ*, 2008, 689: 919
- [93] Fall S M, Zhang Q. *ApJ*, 2001, 561: 751
- [94] Shu C, Luo Z, Han M-A, et al. *Advances in Space Research*, 2010, 46: 500
- [95] Vesperini E, Zepf S E, Kundu A, et al. *ApJ*, 2003, 593: 760
- [96] Heggie D C, Giersz M. *MNRAS*, 2008, 389: 1858
- [97] Binney J, Tremaine S. *Galactic Dynamics: Second Edition*. Princeton: Princeton University Press, 2008: 3
- [98] Hénon M. *IAU Symposium*, 1975, 69: 133
- [99] Alexander P E R, Gieles M. *MNRAS*, 2012, 422: 3415
- [100] Gieles M, Heggie D C, Zhao H. *MNRAS*, 2011, 413: 2509
- [101] Peñarrubia J, Walker M G, Gilmore G. *MNRAS*, 2009, 399: 1275
- [102] Kruijssen J M D, Pelupessy F I, Lamers H J G L M, et al. *MNRAS*, 2011, 414: 1339
- [103] Kruijssen J M D, Pelupessy F I, Lamers H J G L M, et al. *MNRAS*, 2012, 421: 1927
- [104] Renaud F, Gieles M, Boily C M. *MNRAS*, 2011, 418: 759
- [105] Davé R, Oppenheimer B D. *MNRAS*, 2007, 374: 427
- [106] Tonini C. *ApJ*, 2013, 762: 39

## Formation and Evolution of Globular Clusters in Galaxies

GAN Jian-ling<sup>1,3</sup>, LIU Cheng-ze<sup>2</sup>, SHEN Shi-yin<sup>1,3</sup>, HOU Jin-liang<sup>1,3</sup>

(1. Key Laboratory for Research in Galaxies and Cosmology, Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Shanghai 200030, China; 2. Department of Physics and Astronomy, Shanghai Jiao Tong University, Shanghai 200240, China; 3. Key Laboratory for Astrophysics, Shanghai 200234, China)

**Abstract:** Understanding on the formation and evolution of globular clusters (GCs) has

been a hot topic for many decades. GCs are ubiquitous objects in galaxies. Some of them are confirmed as the oldest group of stars in galaxies, while some are found in merging or star-forming galaxies. The GCs are closely related to the galaxies and thus play an important role in the formation and evolution of galaxies.

Many sky surveys have been carried out to search for the GCs, such as the ACSVCS, ACSFCS, SDSS and 2MASS. A lot of data have been accumulated and some important laws about GCs were established. For example, the metallicity of GCs shows a bimodal distribution, and the relative height of two peaks depend on the galaxy luminosity or mass. A theoretical model is required to understand the observed properties and the relation of GCs with galaxies.

It's found that the GCs usually form in the giant molecular clouds, where the gas density and star formation rate are both high. This situation may happen during the early star burst or the gas-rich merger between galaxies. After the formation of GCs, the stellar evolution in GCs and the dynamical evolution subjected to galaxies can change the mass, size, number, position, metallicity and color of GCs. We review the research progress on the formation and evolution of GCs in simulation and semi-analytical model (SAM). The theoretical studies include (1) the formation mechanism and initial mass function of GCs; (2) the mass, size and spatial evolution of GCs in galaxies; (3) the influences of galaxy merger on the formation and evolution of GCs. By introducing some leading models and their results, we summarize the general relations between GCs and galaxies obtained by these model.

The current research on GCs has shown a great progress, but there is still some open questions waiting for further exploration. As to the formation of GCs, one needs to estimate the collapsing condition of giant molecular clouds. For the dynamical evolution, an initial mass function of GCs need to be assumed. On the destruction affected by galaxy merger, one should model the distribution of matter in merging galaxies. However, none of them is well understood yet. It's also a big challenge in simulating both GCs and galaxies, which should consider many aspects, including the formation of dark matter halos and their substructure, the accretion and cooling of baryon gas, the star formation and feedback, the collapse and destruction of star clusters.

**Key words:** globular clusters; galaxies; observation; simulation; semi-analytical model