

球状星团的形成与演化 (I): 观测特征

林 清 赵君亮 宋国玄

(中国科学院上海天文台 上海 200030)

摘 要

对与球状星团形成与演化有关的观测特征进行了总结, 分别从球状星团的空间分布特征、金属度分布特征、光度函数和质量函数, 以及不同星系中球状星团的数量特征等方面介绍了银河系和河外星系中球状星团的最新观测事实。

关键词 球状星团 — 形成与演化 — 银河系 — 星系演化 — 方法: 观测

分类号: P154.12

1 引 言

球状星团是银河系中最引人注目的恒星集团, 巨大的成员星数、古老(年龄超过 100 亿年)和同时、同地形成的特点使其成为研究恒星形成、演化和动力学的理想“实验室”。

根据 Harris(1996)^[1] 的球状星团数据总表(1999 年网络版), 银河系中目前已发现有 147 个球状星团。众多的球状星团组成了银河系中一个重要系统——球状星团系统(以下简称 GCS), 它们保留了星系诞生之初的动力学和化学条件, 成为研究星系形成与演化的重要“活化石”。

球状星团的形成及其演化同时还是联系星系形成与恒星形成的重要桥梁(McLaughlin 和 Pudritz 1996^[2])。观测表明, 恒星大多倾向于成团形成, 其中大部分松散的恒星集合在其后的动力学演化中或是由于两体弛豫所致的“蒸发”, 或是受星系潮汐作用而逐渐瓦解, 现在观测到的球状星团则是在经历了长期的动力学演化之后仍能维持引力束缚的致密恒星集合。

自从 Hubble 在 1932 年最早证认出旋涡星系 M31 中的球状星团以来, 人们已陆续在

远至 100 Mpc 的各种类型的星系中都发现了球状星团的存在。哈勃空间望远镜的高分辨率图像和深度测光能力更是大大丰富了球状星团的研究样本, 使人们可以在很广的范围内有足够的统计样本来研究球状星团的演化, 并进而对星系演化的研究提供约束条件。

本文将综合介绍与球状星团形成与演化有关的一些重要观测特征, 本文的续篇则将在在此基础上介绍当前国际上流行的若干球状星团形成与演化的模型, 并对我们提出的球状星团自增丰化学演化模型作一简单介绍。

2 球状星团系统的空间分布特征

银河系中已发现的球状星团中, 半数以上分布在银心距 5kpc 以内, 最远的可超过 100kpc。球状星团系统最显著的空间分布特点就是它们相对于星系中心的球对称性, 其空间径向数密度分布可以用幂律谱 $\rho \propto R_{gc}^{-\alpha}$ (其中 R_{gc} 为银心距) 来表示,

$$\left. \begin{array}{ll} \alpha \approx 3.5, & R_{gc} \leq 4\text{kpc} \\ \alpha \approx 2.0, & R_{gc} > 4\text{kpc} \end{array} \right\}$$

上式表明在旋涡星系盘指数分布的标长以内, 球状星团的数目相对来说要少一半左右, 这可以归因于星系中心较强的动力学演化对团的瓦解作用, 而在盘的标长以外, 动力学演化的作用则小得多。

在银河系和其它一些星系中, 晕场星和球状星团的空间径向分布十分一致, 但在有些巨椭圆星系 (如 M87、M49 等) 中球状星团系统的空间分布则比晕场星的空间分布延展得更远, 目前尚未发现有星系中球状星团系统的中心聚度高于晕场星的中心聚度。

对河外星系, 特别是椭圆星系中球状星团系统的研究表明其径向分布的幂指数与母星系的光度存在一定的相关性, 星系越亮, 幂指数越小, 即球状星团系统的分布越平缓。星系中晕场星的径向分布也有类似的规律。另外, Fleming 等人 (1995)^[3] 还指出河外星系球状星团系统的径向分布与星系所在环境有关, 团星系中球状星团系统的径向分布较低密度区域的星系中的球状星团系统为陡。

银河系球状星团系统空间分布的另一重要特点是在银心距 40 kpc 到 65 kpc 之间几乎没有球状星团存在, 即出现一个“裂口”(gap)。Majewski(1994)^[4] 还发现 $R_{gc} > 60\text{kpc}$ 的球状星团的分布并非各向同性, 而是集中于一个几乎垂直于银道面的平面上, 因而有人认为只有 40 kpc 以内的球状星团才真正与银河系有着共同起源, 远距球状星团可能有大为不同的起源, 例如可能是从周围的伴星系中俘获而来等。

3 球状星团系统的金属度和球状星团分类

金属度是研究球状星团演化乃至银河系和星系演化的重要工具, 球状星团的化学元素组成及其分布规律直接反映星系早期的元素增丰过程。银河系中的球状星团可以通过测定其累积光谱线强度来确定金属度。而对于河外星系, 难以直接测定谱线强度, 但由

于金属度与球状星团的颜色有很好的相关性, 颜色越蓝, 金属度越低 (Harris 1996^[1], Zinn 1985^[5]), 因而更多是采用多色测光方法来估计其金属度。

3.1 球状星团内部的金属度分布规律

球状星团自身金属度最为典型的规律就是各成员恒星之间的铁元素丰度十分均匀, 从球状星团赫罗图上巨星支的颜色弥散可以导出铁元素的丰度差别一般小于 0.07dex (Bolte 1992^[6])。但银河系中最大的球状星团 ω Cen 则是一个例外, 其铁元素丰度弥散达到了 0.3 ~ 0.5 dex (Norris 等人 1996^[7], Zucker 等人 1996^[8])。

球状星团的内部金属度分布均匀性是一个重要的观测约束条件, 一种可能的解释是现在观测到的球状星团是一次形成的, 另一种可能的解释则认为球状星团的形成时标很短, 只有 II 型超新星对气体的增丰起作用。

观测表明, 与铁丰度的均匀分布不同的是, 其它重元素, 如 CN、O、Al、Na 等都表现出较大的弥散, 这是一次性形成理论难以解释的。观测还发现很多星系中球状星团的 [Mg/Fe]、[O/Fe] 都比太阳值要高得多 (Worthey 等人 1992^[9]; Davis 等人 1993^[10])。由于 Mg、O 主要产生于 II 型超新星的爆发中, 而 Fe 则在 I 型和 II 型超新星中都会产生, 所以 Mg 丰度和 O 丰度的超丰都意味着球状星团中恒星形成的时标很短 ($< 10^8$ Gyr)。

3.2 球状星团系统金属度的双峰分布与球状星团子系统

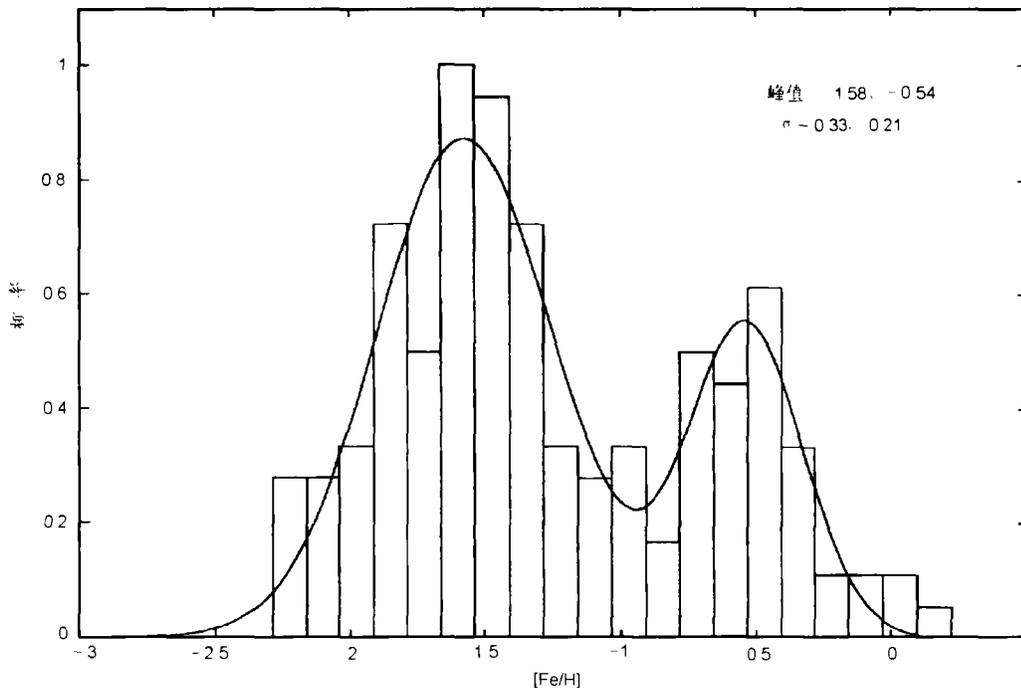


图 1 银河系球状星团系统的金属度分布及高斯拟合

根据 Harris 网上数据库 1999 年版数据绘制

图 1 给出了银河系球状星团系统 [Fe/H] 分布的直方图, 容易看出在 [Fe/H] = -0.6 和

-1.6 处有两个明显的峰值, 这是球状星团系统金属度分布最为典型的特征, 该图同时给出了按最新数据得出的高斯拟合结果:

$$\text{贫金属团 } [\text{Fe}/\text{H}] = -1.58, \quad \sigma = 0.33$$

$$\text{富金属团 } [\text{Fe}/\text{H}] = -0.54, \quad \sigma = 0.21$$

根据金属度的双峰分布, 可以把球状星团系统按金属度划分成两个子系统。Zinn (1985)^[5] 和 Armondroff(1989)^[11] 对银河系球状星团的金属度、空间分布和运动学性质进行了细致的考察, 令人信服地确立了存在晕族和盘族两类球状星团子系统的概念。其中晕族子系统的金属度低 ($[\text{Fe}/\text{H}] < -0.8$), 空间分布呈球形, 自转速度小, 性质类似于晕族场星; 盘族子系统的金属度高 ($[\text{Fe}/\text{H}] > -0.8$), 自转速度大, 性质类似于厚盘族场星。

Armondroff(1988^[12], 1993^[13]) 仔细考察了银心距大于 3kpc 的富金属团, 认为它们的性质与银河系“厚盘”十分一致, 而 Minniti(1995)^[14] 等人则考察了银心距小于 3kpc 的富金属团, 认为这些靠近银心的盘族团的性质更接近于“核球”的性质。

对其它星系颜色分布的细致研究发现河外星系中球状星团系统的颜色也有双峰分布 (Elson 和 Santiago 1996^[15], Whitmore 等人 1995^[16]), 甚至有的还出现了多峰分布 (Geisler 等人 1996^[17]; Forbes 等人 1998^[18])。Gebhardt 和 Kissler-Patig(1999)^[19] 用 HST 的观测资料研究了 50 个星系中球状星团系统的颜色分布, 指出其中约一半以上表现为双峰分布。由于颜色和金属度的对应关系, 这一结果容易转化成金属度的双峰或多峰分布, 因此河外星系中的球状星团也可以区分为富金属和贫金属两类子系统 (Huchra 等人 1991^[20])。

几乎所有矮椭圆星系中球状星团的平均金属度都很低, 平均值为 $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.6$, 基本上都是单峰结构, 而较大较复杂的星系, 如银河系、M31 和椭圆星系等, 球状星团金属度大多呈双峰结构。值得注意的是有些特别亮的椭圆星系 (如 NGC 3311 等), 贫金属族则几乎消失, 留下的都是富金属团 (Secker 等人 1995^[21]), 其金属度平均值约为 -0.2。

3.3 球状星团水平支形态与金属度的关系

近来以 Zinn(1993)^[22] 为代表的一些工作利用球状星团赫罗图中的水平支 (HB) 形态和金属度的相关性指出晕族球状星团还可以细分为两个次系。Searle 和 Zinn^[23] 在 1978 年就已经指出内晕球状星团的金属度和水平支形态参数 C (定义为: $C = (B - R)/(B + V + R)$, 其中 B 表示水平支蓝端的星数, R 表示水平支红端的星数, V 表示水平支中部天琴 RR 型变星的数目) 之间存在很好的相关性, 通常认为金属度是决定 HB 形态的主要参数, 或称第一参数。图 2 画出了球状星团金属度与 HB 形态的关系。高金属度的盘族球状星团明显地自成一族, 集中于图的左上方。内晕 (该文中指 $R_{ge} < 6\text{kpc}$) 球状星团确实均满足金属度与 HB 形态的线性关系 (图中实线), 而在外晕球状星团中, 有一部分也满足这一线性相关性, 并且在贫金属端出现另一相反的线性关系 (虚线所示), 即最贫的球状星团反而偏红。除此之外, 仍还有相当一部分晕族球状星团偏离了无论是实线还是虚线关系, 同一金属度下, 它们的 HB 形态参数要偏红 0.4 以上, 并且有较大的弥散。Zinn(1993)^[22] 即以是否遵从金属度-HB 形态关系作为判据, 将晕族球状星团再分为两个次系。

除金属度以外, 年龄、氧丰度、各种重元素丰度比、核心自转、中心聚度、质量损失等因素都可能影响 HB 形态, 由于比较多的人倾向于以年龄作为第二参数, Zinn(1993)^[22] 据此将这两类次系称为“年轻”晕族和“年老”晕族。他们将符合金属度-HB 形态关系的

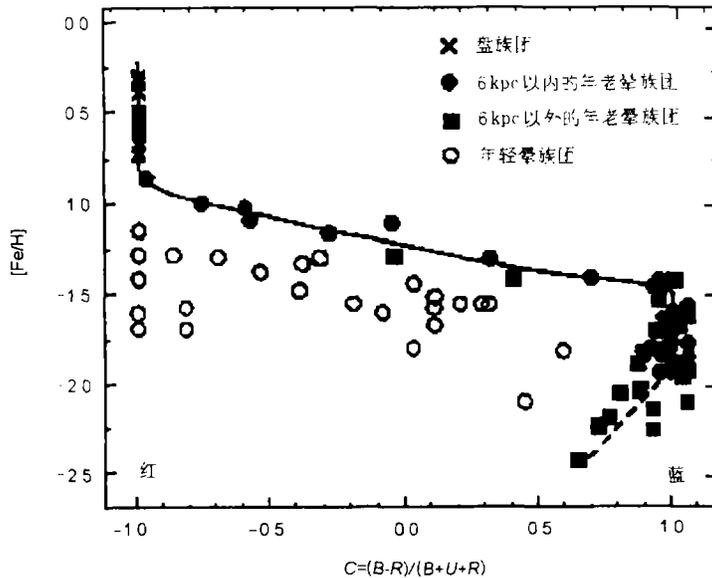


图 2 银河系球状星团金属度与 HB 形态的关系^[22]

球状星团定义为“年老”晕族团，而偏离这一关系的球状星团为“年轻”晕族团，且正是后者的年龄弥散导致金属度-HB 形态关系的弥散。如果采用 Lee 等人 (1994)^[24] 的水平支演化模型，则“年轻”晕团应比“年老”晕团年轻约 2~5Gyr。

Zinn(1993)^[22] 分析了这两类晕族球状星团的空间分布和运动学特性，指出“年老”晕族团系统在内、外晕中都存在，具有较明显的自转，空间分布也较扁，并且在这一类晕族球状星团中存在金属度随银心距变化的梯度。相反，“年轻”晕族团银心距均大于 6 kpc，没有明显自转，甚至出现小的“逆向”自转 (Odenkirchen 等人 1997^[25]；Disnescu 等人 1999^[26])，空间分布接近于球形，并且完全不存在金属度随银心距变化的梯度。从这些特性可以看出，“年老”晕族团的性质更接近于盘族球状星团，可能有着同样的起源，即形成于银河系的坍缩过程中，但部分外围气体碎片没有被瓦解，而是演化成矮伴星系，“年轻”球状星团就是在这些伴星系中形成并在以后被银河系吸积的。

3.4 球状星团金属度与质量的关系

图 3(a) 给出了银河系球状星团的金属度与星团绝对星等的关系，图 3(b) 则按常用的球状星团质光比 $(M/L)_V = 2 \cdot (M_\odot/L_\odot)_V$ (McLaughlin 2000^[27]) 将其转换成金属度与星团质量的关系。从图上可以看出，银河系球状星团的金属度与星团质量之间几乎不存在相关性。

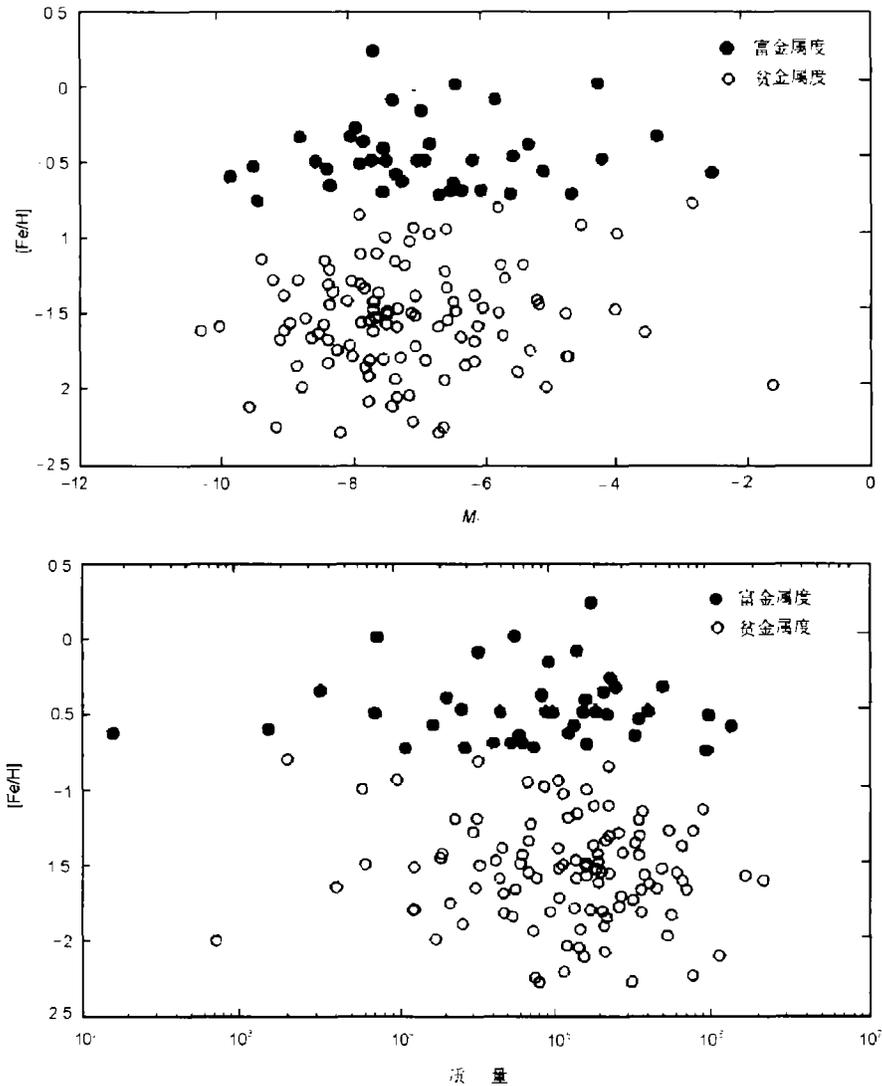


图3 (a) 银河系球状星团的金属度与星团绝对星等的关系;

(b) 假设质光比为 2, 将 (a) 中关系转换成星团金属度与质量的关系;

根据 Harris 1996 网上数据库 1999 年版绘制

3.5 球状星团系统金属度的空间分布

图 4 给出银河系 GCS 的金属度随银心距的分布。从整体上看似乎存在一个越向外越贫的明显梯度, 但实际上这一所谓梯度完全是由于 8kpc 以内金属度较高的盘族球状星团所占比例较高造成的 (Djorgovski 和 Meylan 1994^[28])。如果分别考察晕族团和盘族团, 则两个子系统内梯度均不明显, 虽然仔细的统计检验表明盘族团和银心距较小的晕族团有很小的梯度存在 (Zinn 1985^[5], Armandroff 1989^[11]), 但 8kpc 以外的球状星团完全不存在

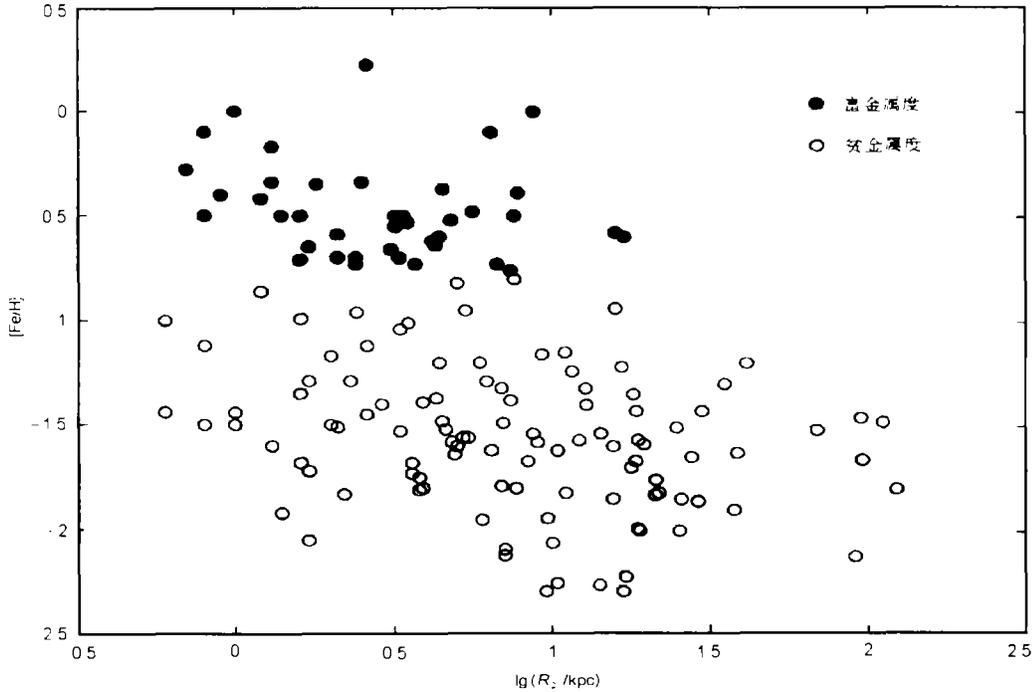


图 4 银河系球状星团金属度随银心距的分布
根据 Harris1996 网上数据库 1999 年版绘制

梯度。

河外星系中的球状星团系统也存在径向颜色梯度(中心距越大, 颜色越蓝)(Strom 等人 1981^[29]), 意味着存在表现的随星系中心距而减少的金属度梯度。研究表明, 这一梯度也可以用两类球状星团来解释。Geisler 等人 (1996)^[17] 指出, 在各子系统内实际上并不存在可见的梯度, 只是由于越靠近星系中心, 盘族球状星团所占的比例越高, 相应地造成平均金属度升高。

Strom 等人 (1981)^[29] 的工作表明河外星系中 GCS 的平均颜色比其所在星系偏蓝, 即球状星团的金属度平均而言比场星低。一般认为, 星际介质中的金属度是随时间逐渐积累起来的, 而球状星团形成后则将保持金属度基本不变, 所以球状星团形成越早, 其金属度应越低。银河系的观测证据也表明了这一点 (Chaboyer 等人 1996^[30])。因此以上规律表明球状星团比晕星更为年老。以后对更多星系包括矮椭圆星系中 GCS 的观测 (Bridge 等人 1991^[31]; Geisler 等人 1996^[17] 等) 进一步证实以上规律的普适性。一般而言, 在同样的星系中心距处, 球状星团的平均铁丰度要比晕场星的平均铁丰度约低 0.5dex。仔细的分析还指出 (Lee 等人 1998^[32]; Harris 等人 1999^[33]), 许多星系中富金属团的平均金属度与晕场星十分相似, 也就是说 GCS 平均金属度偏低主要是由于贫金属团造成的。

3.6 球状星团金属度与星系性质的关系

Brodie 和 Huchra(1991)^[34] 仔细分析了河外星系 GCS 的平均金属度与星系光度的关系。从图 5 中可以看出二者存在较好的线性相关关系, 即星系越亮, 其中球状星团的平均金属度越高。同时, 星系本身的平均金属度与星系光度 (绝对星等) 之间也存在很好的线性关系, 并且这两个关系的斜率十分接近, 他们据此认为球状星团的形成与场星的形成具有同样的过程。

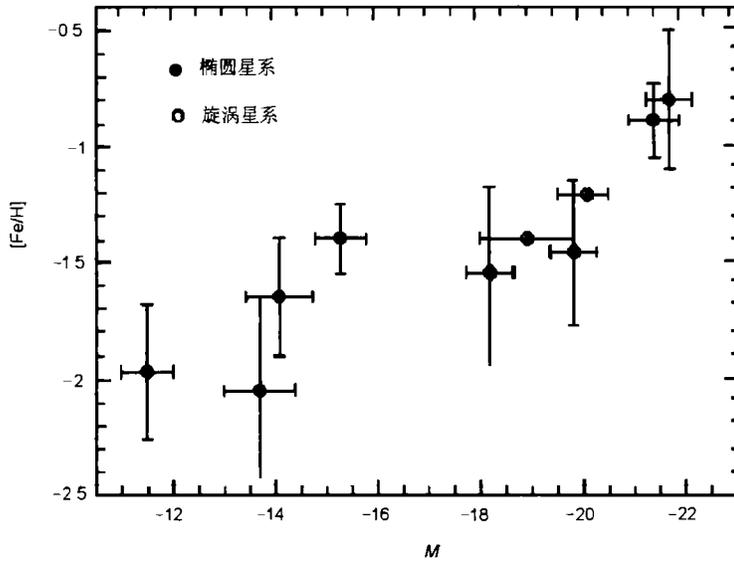


图 5 河外星系中球状星团系统平均金属度与星系光度的关系^[34]

考虑到很多星系中 GCS 是由两类金属度很不相同的子系统混合而成, Forbes 等人 (1997)^[35] 区分两类球状星团系统重新研究了球状星团金属度 - 星系光度的关系, 指出只有富金属团存在较严格的金属度 - 星系光度的相关性, 而对贫金属团则几乎没有相关性。因此 Brodie 和 Huchra(1991)^[34] 得到的球状星团系统平均金属度与星系光度的相关性主要是由富金属团的相关性造成的。

Burgarella 等人 (2000)^[36] 以最新最大量的数据表明贫金属族 GCS 的平均金属度在很大的光度范围 ($-23 < M_V < -16$) 内为常数, 平均值 $[Fe/H] = -1.40 \pm 0.06$, 弥散为 $\sigma = 0.24 \pm 0.05$ 。这一均值不仅与星系光度无关, 而且与星系类型、环境等其它性质也都无关。

4 球状星团系统的光度函数和质量谱

4.1 球状星团光度函数

球状星团光度函数 (简称 GCLF) 定义为单位星等范围内的球状星团数目, 即

$$dN = \phi(m)dm$$

也可以定义成光度分布函数 (简称 LDF) 的形式:

$$dN = N(L)dL$$

即单位光度间隔的球状星团数目。在质光比已知时, 后一种形式可直接转换成球状星团的质量谱。

GCLF 是球状星团形成时的恒星初始质量谱和以后长期动力学演化共同决定的结果, 是研究球状星团形成和演化的重要观测约束。

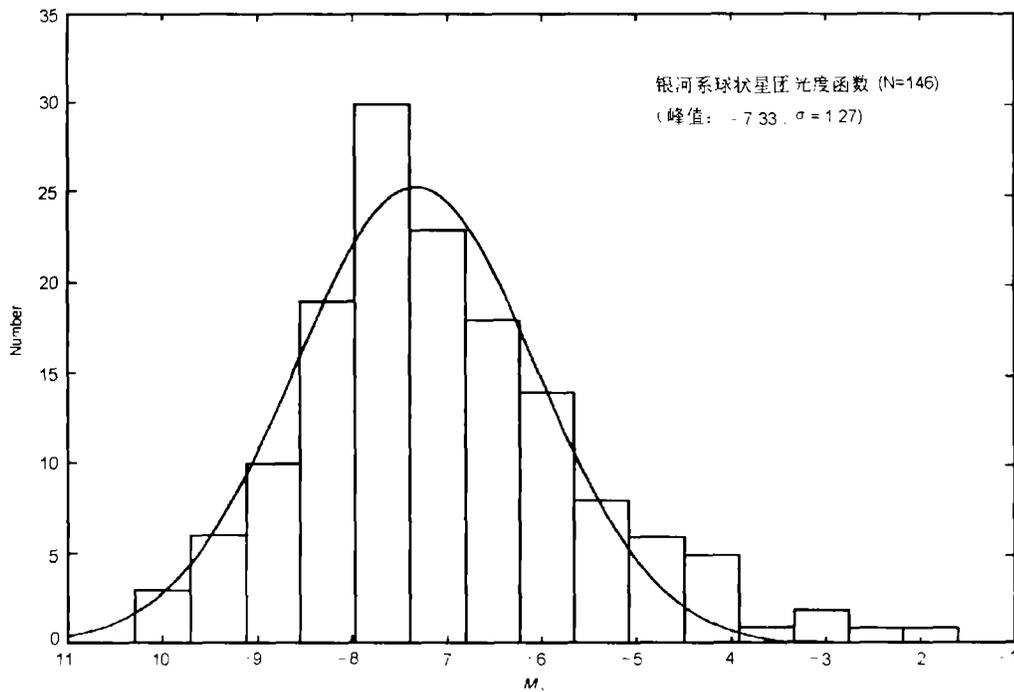


图 6 银河系球状星团系统的光度函数

根据 Harris(1996) 网上数据库 1999 年版绘制

以星等形式出现的光度函数从形式上很像高斯分布, 图 6 给出用银河系 146 个有可靠测光资料得到的 GCLF, 通常用以下形式的高斯分布来拟合:

$$\phi(M)dM = A \exp[-(M - M_0)^2 / 2\sigma^2] dM$$

其中 A 为一常数, 以保证上式对星等 M 的积分等于球状星团的观测总数; M_0 为分布的峰值所对应的星等, σ 为弥散度。但需要指出的是, 高斯拟合只是一种经验近似, 并无真正的物理意义 (McLaughlin 和 Pudritz 1996^[2])。实际上也存在比之更为理想的拟合函数, 如 Secker(1992)^[37] 采用的 t_5 分布函数, Abraham 和 van den Bergh(1995)^[38] 的 Hermite 多项式拟合等。

图 6 对银河系中的 GCLF 进行高斯拟合得到 $M_0 = -7.33$, $\sigma = 1.27$, 下表则根据 Harris(1999)^[33] 最新数据的总结给出各类河外星系中 GCLF 的测定结果:

表 1

星系类型	M_0
巨椭圆星系	-7.33 ± 0.04
矮星系	-6.90 ± 0.17
所有盘星系	-7.46 ± 0.08
S0 和 Sb	-7.57 ± 0.08

从表中可以看出除矮星系的 M_0 普遍较暗且较弥散之外, 其它各种类型、各种光度的星系中的 GCLF 都十分一致 (Harris 1991^[39]; Harris 2000^[33])。 M_0 的恒定性使得可以将其作为测量星系距离的“标准烛光”。只要得到了星系中球状星团系统的光度函数, 找出其高斯峰值 M_0 , 即可以知道距离模数。

高斯拟合中的另一个参数 σ 也表现出很强的相似性, 大多数椭圆星系有 $\sigma = 1.4$, 其它星系则有 $\sigma = 1.2$ 。对于一些很远的星系, 其光度分布由于测光极限的限制, 常常难以取得比转折点更暗的样本, 难以直接进行高斯拟合, 但由于 σ 也具有一定的规律性, 使得可以预先设定 σ 值再推求另一个参数。

GCLF 不仅在不同的星系之间保持恒定, 即使在同一星系内也与星系中心距无关 (如 Harris 等人 1998^[40], Whitmore 等人 1995^[16] 等), 这是球状星团非常重要的观测特征。

4.2 球状星团质量函数

球状星团的质量函数 (简称 GCMF), 又称质量谱, 即单位质量间隔内的球状星团数目:

$$dN = \Phi(M)dM$$

球状星团的质量是一个相对来说较难测定的量, 需要用精确的速度分布和面亮度分布建立动力学模型 (如 King 模型) 加以确定。但许多研究表明球状星团的整体质光比近似为一恒量, 在此前提下, 质量谱就可以直接与球状星团的光度分布函数 (LDF) 联系起来。

根据 Mandushev 等人 (1991)^[41] 的计算, 银河系球状星团的质量范围从 $2.6 \times 10^2 M_\odot$ (AM-4) 到 $2.4 \times 10^6 M_\odot$ (ω Cen), 平均值为 $1.9 \times 10^5 M_\odot$ 。 Sundin(1979)^[42] 和 Racine(1980)^[43] 早已指出 LDF 可写为幂律谱 ($\Psi(L) \propto L^{-\alpha}$), 若质光比为常数 (Mandushev 等人 1991^[41], McLaughlin 1999^[44]), 则质量谱也应为同样形式的幂律谱 ($\Phi(M) \propto M^{-\alpha}$)。 McLaughlin 和 Pudritz(1996)^[2] 指出大质量端和小质量端的质量谱分别可以用不同斜率的幂律谱进行拟合, 对银河系和 M31 中的球状星团系统而言, 小质量端的谱指数约为 -0.2 , 而大质量端的谱指数约为 $-1.8 \sim -2.0$, 图 7 给出了银河系球状星团系统大质量端的质量谱。高斯分布的峰值绝对星等对应于质量谱斜率的突变, 若取平均质光比 $(M/L)_V = 2 \cdot (M_\odot/L_\odot)_V$ (下标 V 表示对 V 波段光度而言) 进行转换, 此值相应于特征质量 $1.4 \times 10^5 M_\odot$ (McLaughlin 和 Pudritz 1996^[2])。

与光度函数一样, GCMF 不仅在不同星系中表现出很好的一致性, 即使在星系内部, 大多数观测也表明它不随星系中心距而改变 (Forbes 等人 1996^[45], 1997^[35], Harris 等人 1998^[40], Kundu 等人 1999^[46] 等)。

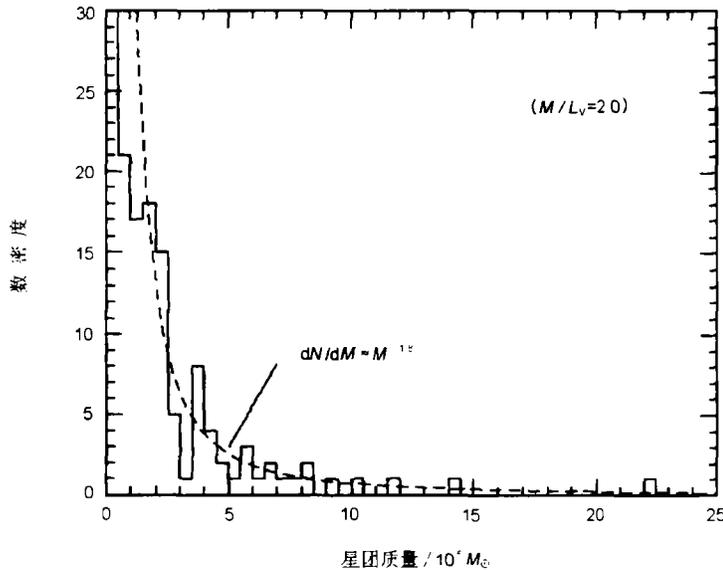


图 7 银河系球状星团的质量谱^[33]

现时质量函数是初始质量函数和长期动力学演化过程的综合结果。通常认为, 球状星团系统质量谱的大质量端保留了初始质量谱的原貌。银河系巨分子云及其中高密度“核”的质量谱也满足幂律谱分布, 指数也均在 $-1.5 \sim -2.0$ 之间, 而它们普遍被认为是球状星团的前身, 这种一致性支持了大质量端谱是原始谱的假设。Harris 和 Pudritz(1994)^[47] 据此建立了巨分子云团碰撞聚合并由其中的“核”形成球状星团的模型, 可以很好地再现大质量端的幂律谱分布, 并解释了该幂律谱不随星系中心距而变的规律。

5 球状星团比频问题

星系中的球状星团数目是一个很重要的统计量。容易想象, 星系越大, 其中所包含的球状星团越多。因此为了能将不同大小的星系中的球状星团数目放在一起进行比较以揭示其中的统计规律, 有必要去除星系大小 (通常可用其总光度来表征) 的影响。Harris 和 van den Bergh(1981)^[48] 为此引入“比频” (Specific Frequency) 这一统计量, 取其可为资比较的出现频数之意, 定义为每单位光度星系所含有的球状星团数目:

$$S_N = N_t \times 10^{0.4(M_v + 15)} \propto N_t / L_V$$

其中 N_t 是根据实际观测到的球状星团数, 由 GCLF 推算出该星系应有的球状星团总数, L_V 是星系的总光度。根据这一定义, 银河系的比频为 0.5, 仙女星系 M31 的比频为 0.7(为

使椭圆星系和旋涡星系能更好地进行比较, 排除星系盘的影响, 旋涡星系的比频定义式中的 M_V 常常取核球的总光度), 巨椭圆星系 M87 的比频则高达 14.1。

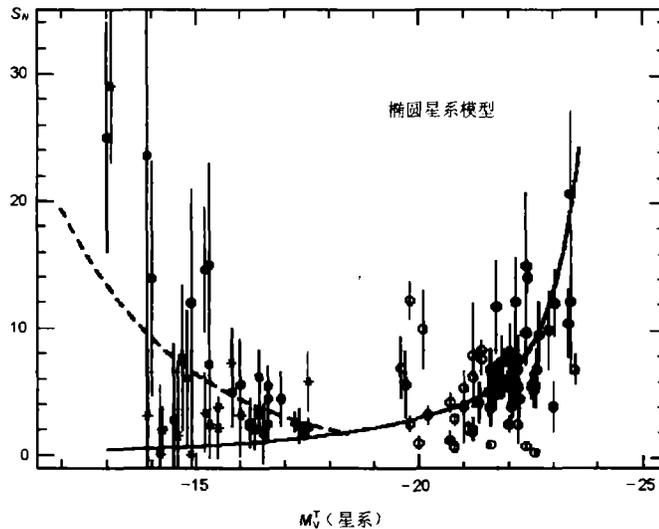


图 8 椭圆星系中球状星团比频与星系光度的关系^[33]

高光度端, 实心圆点为亮的团星系 (BCGs), 空心圆为普通的椭圆星系; 低光度端, 实心圆点为带核的矮椭圆星系, * 为不带核的矮椭圆星系; 实线和虚线为 McLaughlin 1999^[44] 的拟合结果

图 8 给出椭圆星系中球状星团比频随星系光度的分布情况, 涵盖了从矮椭圆星系到巨椭圆星系很大的光度范围。从图中可以看出以下几个特点:

(1) 在整个光度范围内, 比频的弥散很大, 最小为 1 左右, 最大可达 30 以上。

(2) 在巨椭圆星系一端, 比频有随星系光度的增大而增大的趋势, 但这一趋势通常更多地被解释成比频与环境的关系, 因为亮星系大多出现在星系团中, 孤立的场星系比频一般为 1~3, 一般星系团中的比频约为 5, 而亮的团星系 (BCGs) (特别是星系团中的 cD 星系) 中的球状星团比频可高达 10 以上, M87 就是其中最为典型的, 其 $S_N = 14.1$ (Harris 1998^[49])。因此总体规律是, 越是密集的星系环境中, 星系内的球状星团比频越高。

(3) 在光度较小的矮椭圆星系这一端, 特别是对于带核的矮椭圆星系, 比频与星系光度之间表现出与巨椭圆星系正好相反的相关性, 即星系越暗, 比频反而越高。

统计分析表明, 旋涡星系和不规则星系中的球状星团比频比椭圆星系小, 大多数类似于银河系和 M31, $S_N \approx 0.3 \sim 1.0$ (Harris 1991^[39]; Kissler-Patig 等人 1999^[50])。

球状星团比频的分布规律与球状星团的形成与演化有密切的关系, 以下是对此曾经提出的几种解释 (参见 Blakeslee 等人 1997^[51]):

(1) 取决于形成时的初始条件。West 等人 (1995)^[52] 的工作指出比频与星系或星系所在星系团的性质都没有明显的相关性, 因而只能认为是“与生俱来”。但后来的观测 (如 Blakeslee 等人 1997^[51]) 表明比频与星系团中的 X 射线温度以及星系的延展度等都存在相

关性, 因而这一解释已失去存在的基础。

(2) “有偏” (biased) 形成。这是 Peebles 和 Dicke(1968)^[53] 关于球状星团诞生于星系形成之前的模型的变体, 它也认为球状星团是在星系形成前诞生的。但越是密度起伏大的区域越容易形成球状星团, 所以比频应与星系所在的环境密切相关, 星系密度越高, 比频越高, 这与观测事实基本符合。

(3) 星系并合。Ashman 和 Zepf(1992)^[54] 以及 Zepf 和 Ashman(1993)^[55] 提出一些椭圆星系中球状星团比频的异常可能是多次星系并合的结果, 并合过程中的冲击波会引发新的球状星团形成。星系所在环境越密集, 并合发生的概率越大, 所以比频相应也较高。

(4) 吸积与剥离。即母星系在吸积伴星系的过程中将其中的球状星团剥离而成为其自身的一部分从而使比频升高。但一些模拟计算 (如 Muzzio 等人 1987^[56]) 表明这一机制引起比频的增大幅度似乎不够。

(5) 星系团内星系间球状星团的视觉叠加效应。Blakeslee 等人 (1997)^[51] 认为他们的观测与这一假设的推论相符合, 但 Harris 等人 (1998)^[40] 则对此进行了反驳。

比频问题不仅表现为不同星系之间的比频不同, 还表现在同一星系内部。所谓“局部” (local) 比频定义为某一局部区域的球状星团数目和该区域背景恒星总光度之比。“局部”比频随着星系中心距的不同而不同, 被称为“局部”比频问题。前述比频问题相应地称为“整体” (global) 比频问题。McLaughlin(1999)^[44] 指出, “整体”比频问题和“局部”比频问题通常密切相关, 即“整体”比频异常的星系, 其内部球状星团的相对数目随星系中心距的变化越显著, 这两类比频问题应该有着共同的起源。

通常将恒星形成效率 ε 定义为球状星团总质量与星系恒星总质量的比, 则比频 $S_N \propto N_t/L_* \propto M_{cl}/M_* \propto \varepsilon$, 容易得出 ε 在不同星系中大不相同这一推论。McLaughlin (1999)^[44] 详细讨论了 S_N 与 ε 的关系, 指出 ε 应该定义为球状星团总质量与原星系中所有气体总质量之比, 这些气体总质量中一部分转化成恒星, 但也可能有些星系中还有大量的气体尚未用光, 则球状星团形成效率可写为 $\varepsilon = M_{cl}/(M_* + M_{gas})$, 其中 M_* 为现在星系的总星光质量, M_{gas} 为星系晕或周围残存的气体总量。McLaughlin 对若干巨椭圆星系的研究表明, 在这一定义下, 几乎所有星系中的球状星团形成效率都接近于一个常数: $\varepsilon = 0.0025 \pm 0.007$ 。比频之所以出现差异是因为不同星系中剩余气体不同所致。McLaughlin(1999)^[44] 还用这一规律估算了比频随星系光度的变化规律, 对巨椭圆星系和矮椭圆星系均给出了理想的拟合结果, (见图 8)。

球状星团形成效率 ε 不仅在星系和星系之间保持一致, 即使在星系内部不同区域也保持一致, 这一事实也可以用来解释局域性的比频问题, 即局域比频随星系中心距的增大而增大 (因为星系晕中的气体比内部多)。

致谢 本文写作过程中得到束成钢研究员和陈力研究员的帮助, 并进行了有益的讨论, 特此表示感谢。

参 考 文 献

- 1 Harris W E. A. J., 1996, 112: 1437
- 2 McLaughlin D E, Pudritz R E. *Ap. J.*, 1996, 457: 578
- 3 Fleming D E B, Harris W E et al. *A. J.*, 1995, 109: 1044
- 4 Majewski S R. In: MacGillivray H T et al. eds. *Astronomy from Wide-Field Imaging, Proceedings of IAU Symp.161, Potsdam, 1993, Dordrecht: Kluwer, 1994: 425*
- 5 Zinn R. *Ap. J.*, 1985, 293: 424
- 6 Bolte M. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1992, 82: 145
- 7 Norris J E, Freeman K C, Mighell K J. *Ap. J.*, 1996, 462: 241
- 8 Zucker D, Wallerstein G, Brown J A. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1996, 108: 911
- 9 Worthey G, Faber S M, Gonzalez J J. *Ap. J.*, 1992, 398: 69
- 10 Davis R L, Sadler E M, Peletier R F. *M.N.R.A.S.*, 1993, 262: 650
- 11 Armandroff T E. A. J., 1989, 97: 375
- 12 Armandroff T E. A. J., 1988, 96: 92
- 13 Armandroff T E. *Astron. Soc. Pac. Conf. Ser.*, 1993, 50: 48
- 14 Minniti D. A. J., 1995, 109: 1663
- 15 Elson R A W, Santiago B X. *M.N.R.A.S.*, 1996, 278: 617
- 16 Whitmore B C, Sparks W B et al. *Ap. J.*, 1995, 454: L73
- 17 Geisler D, Lee M G, Kim E. A. J., 1996, 111: 1529
- 18 Forbes D A, Grillmair L J et al. *M.N.R.A.S.*, 1998, 293: 325
- 19 Gebhardt K, Kissler-Patig M. A. J., 1999, 118: 1526
- 20 Huchra J P, Brodie J P, Kent S M. *Ap. J.*, 1991, 370: 495
- 21 Secker J, Geisler D et al. *A. J.*, 1995, 109: 1019
- 22 Zinn R. In: Smith G H, Brodie J P eds. *The Globular Cluster-Galaxy Connection, San Francisco: Astron. Soc. Pac., Conf. Ser.*, 1993, 92: 38
- 23 Searle L, Zinn R. *Ap. J.*, 1978, 225: 357
- 24 Lee Y W, Demarque P, Zinn R. *Ap. J.*, 1994, 422: 248
- 25 Odenkirchen M, Brosche P et al. *New. Astron.*, 1997, 2: 477
- 26 Dinescu D I, Girard T M, van Altena W. A. J., 1999, 117: 1792
- 27 McLaughlin D E. 2000, astro-ph/ 0002086
- 28 Djorgovski S G, Meylan G. A. J., 1994, 108: 1292
- 29 Strom S E, Forte J C et al. *Ap. J.*, 1981, 245: 416
- 30 Chaboyer B, Demarque P, Sarajedini A. *Ap. J.*, 1996, 459: 558
- 31 Bridge T J, Hanes D A, Harris W E. A. J., 1991, 101: 469
- 32 Lee M G, Kim E, Geisler D. A. J., 1998, 115: 947
- 33 Harris W E. *Lectures for 1998 Saas-Tee Advanced School, Globular Cluster Systems, 1999*
- 34 Brodie J P, Huchra J P. *Ap. J.*, 1991, 379: 157
- 35 Forbes D A, Brodie J P, Grillmair C J. A. J., 1997, 113: 1652
- 36 Burgarella D, Kissler-Patig M, Buat V. 2000, astro-ph, 0002142
- 37 Secker J. A. J., 1992, 104: 1072
- 38 Abraham R G, van den Bergh S. *Ap. J.*, 1995, 438: 218
- 39 Harris W E. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1991, 29: 543
- 40 Harris W E, Harris G L H, McLaughlin D E. A. J., 1998, 115: 1801
- 41 Mandushev G, Spassova N, Staneva A. *Astron. Astrophys.*, 1991, 252: 94
- 42 Surdin V G. *Soviet Astron.*, 1979, 23: 648

- 43 Racine R. In: Hesser J E ed. *Star Cluster*, IAU Symp. 85, Victoria, Canada, 1979, Dordrecht: Reidel, 1980: 369
- 44 McLaughlin D E. A. J., 1999, 117: 2398
- 45 Forbes D A, Franx M et al. *Ap. J.*, 1996, 467: 126
- 46 Kundu A, Whitmore B C et al. *Ap. J.*, 1999, 513: 733
- 47 Harris W E, Pudritz R E. *Ap. J.*, 1994, 429: 177
- 48 Harris W E, van den Bergh S. A. J., 1981, 86: 1627
- 49 Harris W E. In: Zarisky D ed. *Astron. Soc. Pac. Conf. Ser.*, 1998, 136: 33
- 50 Kissler-Patig M, Grillmair C J et al. *A. J.*, 1999, 117: 1206
- 51 Blakeslee J P. *Ap. J.*, 1997, 481: L59
- 52 West M J, Cote P et al. *Ap. J.*, 1995, 453: L77
- 53 Peebles P J E, Dicke R H. *Ap. J.*, 1968, 154: 891
- 54 Ashman K M, Zepf S E. *Ap. J.*, 1992, 384: 50
- 55 Zepf S E, Ashman K M. *M.N.R.A.S.*, 1993, 264: 611
- 56 Muzzio J C. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1987, 99: 245

Formation and Evolution of Globular Clusters (I): Observational Properties

Lin Qing Zhao Junliang Song Guoxuan

(*Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Shanghai, 200030*)

Abstract

In this paper the observational properties of globular clusters in our Galaxy and other galaxies are reviewed and discussed, including the space distribution, the metallicity distribution, the luminosity and mass functions, as well as the specific frequency.

Key words globular cluster—formation and evolution—galaxy—evolution of galaxies—methods: observation