

球状星团的性质和演化(I): 球状星团的年龄、分布和运动

马 骥 张 枚

(中国科学院北京天文台)

提 要

本文详细地介绍了利用球状星团颜色—星等图确定球状星团年龄的方法、难点和一般结果。这种方法与估计宇宙年龄的其他两种方法彼此完全独立,但估出的宇宙年龄大体相符。球状星团与疏散星团年龄相比要老得多,表明它们是在银河系形成初期形成的恒星系统。球状星团的金属丰度分布,以及空间分布、运动性质与金属丰度的相关性,提供了球状星团形成过程的信息。邻近星系中球状星团的观测更丰富了人们对球状星团的了解。

一、引 言

星系的形成与演化是当代天文学的基本课题之一。星系形成的研究历来存在两种基本的方法。其一是宇宙学的方法,即人们从理论上探讨原初扰动的产生及其发展。80年代中这一领域发展迅速,目前已出现星系形成的两种暗物质模型、星系爆炸产生模型和宇宙弦模型等多种可能图象。其中冷暗物质模型描绘了以冷暗物质为主要成份的原初星系云从均匀膨胀的宇宙中产生发展的图景,构成了一个可与观测比较的相当严谨的工作模型。但是,目前星系形成理论的薄弱环节在于可见物质与暗物质的分离以及早期恒星形成的过程。因为我们没有了解云的坍缩、碎裂和吸积过程。缺乏这种了解的根本原因之一是:我们目前在银河系中观测到的恒星形成过程可能与星系形成初期的恒星形成过程有着本质的差别。

幸而,还存在着研究星系形成的另一种方法,它可以与宇宙学方法互相补充。这就是寻找天体演化的古老“化石”,即寻找古老的天体,以追寻星系形成初期的信息。这包括观测高红移的遥远星系,以及在邻近星系和银河系中进行星族的研究,即对年龄不同的各种星系成分作观测比较,以探讨星系形成与演化的信息。在这一领域中,球状星团的研究占有特殊的地位。

球状星团是由大量恒星组成的球状致密恒星集团。其结构单纯,非常明亮,形成于星系形成的初期。在本世纪天文发展史中,球状星团的研究曾作出过许多独特的贡献。Shapley通过球状星团分布的观测,确认了太阳系并不在银河系的中心,从而完成了哥白尼的伟大革命。球状星团中的众多恒星,其形成时间、化学组成及离我们的距离都相同,因此诸恒星在颜色—星等图(CMD)上的分布曾是恒星演化理论所依据的基本观测事实。反过来,恒星演化理论证实球状星团是可推知年龄的最老的天体系统,从而确定了球状星团在研究星系形成中的特殊地位。球状星团作为在纯引力相互作用下的多体力学体系,其动力学的研究对理解多

体引力系统中的基本物理过程,对理解暗物质晕、椭圆星系和旋涡星系中的球状成分(核球与晕)等类天体的动力学,都作出了独特的贡献。

80年代以来球状星团的研究异常活跃并取得了重要进展,也为星系形成理论提供了许多重要线索。这些飞速进展主要来自 CCD 成像系统和数字式光谱仪的广泛应用,以及大型计算机在资料处理和数值模拟中作出的贡献。预期哈勃空间望远镜投入使用后,将会对球状星团的研究作出重大贡献。因此,为了获得星系形成的信息,对球状星团的研究现状作一总结也许是适当的。

二、球状星团的年龄与颜色—星等图

研究球状星团年龄的目的是回答下述两个问题。(1)研究其年龄的数值以确定宇宙年龄的下限,即星系中恒星形成的时间。(2)寻找年龄与球状星团其他性质(距银河中心的距离、金属丰度、运动学性质等)的关系,以寻求星系形成的线索。确定年龄的观测依据是球状星团的颜色—星等图。

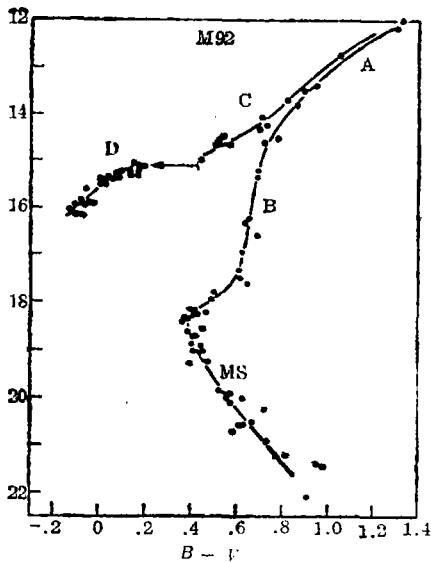


图 1 M92的颜色—星等图

图 1 是球状星团 M92 的颜色—星等图。图中的诸黑点表示诸恒星在颜色—星等图上的位置。

很久以来,人们已经认识到,球状星团中的大多数恒星仍然是停留在主序的低质量恒星,少数明亮的恒星则是演化离开主序的红巨星。因此,根据颜色—星等图上恒星的分布,即中等质量恒星已脱离主序而变为红巨星,可以推断球状星团是非常古老的系统。

为了定量地测量球状星团的年龄,需要详细研究颜色—星等图的特征。图 1 用字母标出了球状星团中的几个不同的分支系统。其中 MS 表示主序星部份, B 表示亚巨星支(从主序开始,直到红巨星支的基部), A 表示红巨星支, C 表示渐近支, D 表示蓝水平支,箭头表示水平支的空缺部分,星团变星就分布在这一空缺处。在另外一些球状星团中,还有处于空缺右侧的红水平支。亚巨星支与主序的交点称为折向点。当可以观测到

更暗的恒星(绝对星等 10 等左右)时还可以发现白矮星支。

恒星演化理论是天文学中最有坚实基础的理论之一。只要给定恒星的初始质量和初始金属丰度,就可以计算出该恒星在理论颜色—星等图上的位置如何随恒星年龄而变化。不同初始质量但同时诞生的诸恒星在某一时刻的分布,称为等龄线。用等龄线与观测的颜色—星等图特征相比较,就可以定出星团的年龄。

由于质量愈大的恒星在主序上的寿命愈短,因此由刚离开主序的折向点的位置,可以较敏感地确定星团年龄。把不同星团的颜色—星等图的主序部分互相重合,可以看到愈年轻的疏散星团,其折向点的颜色愈蓝,绝对星等也愈高。仔细比较表明,即使是最古老的疏散星团如

NGC 188, 其年龄估计只有 100 亿年, 显著小于球状星团的年龄(约 160 亿年)^[1]。

恒星演化理论表明, 等龄线分布特征与恒星的原初金属丰度有明显关系。同一球状星团诸恒星的金属丰度相差不多。因此可观测其金属丰度并与理论等龄线相比较。球状星团的金属丰度愈高, 其颜色一星等图上红巨星支和渐近支的斜率愈低, 巨星支和主序折向点愈变红, 水平支也有变红的趋向, 与理论预期结果相符^[2]。

目前, 用于测定星团年龄的方法有两类。第一类是用等龄线与观测的颜色一星等图的某一支特征作最佳拟合, 如与主序部分、亚巨星支或红巨星支作最佳拟合。第二类方法则是由颜色一星等图上测出某些关键参量, 以此参量确定年龄。第一类方法是确定球状星团年龄的传统方法。但近年来发现这类方法有一些缺点。首先是在理论上它对模型的依赖性较大。恒星演化理论虽然已经成熟, 但仍有不尽人意之处。例如恒星的质量流失问题、恒星表面对流的处理、恒星自转问题以及氦闪的动力学问题等。特别是表面对流的处理, 对用第一类方法确定年龄有较大的影响。第一类方法在观测上也有较大的误差, 因为红化改正、颜色温度变换、热星等改正和距离模数估计等多种因素都对它有较大的影响。

目前, 第二类方法较受重视。主要选用的观测参量是处于折向点的恒星光度 L_{ro} 以及在折向点颜色处折向点与水平支恒星的绝对热星等之差 ΔM , 它们能够避开上述一些困难, 而与年龄有下述关系^[1]:

$$\log \tau_9 = -1.025 \log L_{ro} - 0.43Y - 0.15 \log Z + 1.102$$

$$\log \tau_9 = 0.41 \Delta M - 1.88Y - 0.088 \log Z - 0.081$$

式中 τ_9 是以 10 亿年为单位的球状星团年龄, Y 、 Z 分别为以质量表示的原初氮丰度和测定的金属丰度。

近年来, 原初氮丰度的研究取得了一些进展。有较多迹象支持 $Y = 0.24 \pm 0.01$ ^[4] 的观点。由它的不确定性引入的年龄估计误差较小。因此上述第二式具有特别的优点, 即对重元素丰度的依赖性较弱。

用这种方法估计年龄, 当前主要观测误差来自折向点位置的测定。因为在折向点附近恒星的亮度有一定的分布。同时, 很多水平支根本达不到折向点颜色, 求 ΔM 时需要对水平支作外推。

把这些不确定因素都考虑在内, 近年来多数学者对球状星团的年龄估计是^[1]:

(1) 标准模型(太阳 O/Fe 丰度比, 无自转, 无质量流失)得出的年龄约为 $(16 \pm 3) \times 10^9$ 年。

(2) 不能找出球状星团年龄随银心距或随金属丰度不同而有系统的变化。所有球状星团都应形成于 160 亿年前的最初几十亿年之内。前些年宣称存在的年龄与银心距或丰度的关系根据不足, 需要在提高精度的基础上作进一步的考察。

到目前为止, 确定宇宙的年龄还有另外两种方法, 一是测定哈勃常数的宇宙学方法, 二是放射性同位素测定的方法。目前后者的误差还比较大。哈勃常数方法估计出的宇宙年龄较小。

如接受宇宙暴胀模型并取哈勃常数为 50, 由此估出的年龄应为 $\frac{2}{3} \frac{1}{H_0} \approx 13 \times 10^9$ 年。

但是球状星团元素丰度观测表明, 仅用一个重元素丰度 Z 描述元素丰度分布可能是太粗略了。

实际上, 球状星团恒星中, 氧元素和其他 α 过程元素的相对丰度与铁元素丰度之比, 明显地超出太阳型恒星的相应比值^[5]。初步的计算表明, 采用改正后的 $[O/Fe]$ 比, 有可能把估计年龄减少几十亿年。从而有可能与哈勃常数测定的结果相符得更好。

关于年龄与银心距的关系问题, 目前虽不能肯定, 但是却有一个尚未被理解的观测现象值得引起重视, 这就是所谓水平支的第二参量问题^[3]。前面说过, 金属丰度的增高能使水平支变红。但是观测表明, 在 $[Fe/H]$ 比值完全相同的贫金属球状星团中, 也有一些球状星团存在着红水平支, 而且第二参量效应与银心距明显有关。在银心距 R 为 60—110kpc 处最大, 在这里的七个贫金属星团中有五个水平支很红, 而另外两个又非常蓝。当银心距小到 7—40kpc 时效应变弱但仍可查觉, 而当银心距小于 7kpc 时效应完全消失。这一与晕的大尺度结构明显相关的现象, 目前还未得到肯定的解释, 其中一种解释认为第二参数可能就是球状星团的年龄。如果这是对的, 它就意味着在远的晕中, 球状星团形成较迟, 而且形成的时间间隔也长于内层的贫金属团。

用恒星演化理论解释颜色—星等图, 还存在着一些尚未解决的问题, 有待于进一步研究。

(1) 紫外不透明度的缺乏: 计算得出的等龄线, 在主序的暗星部分明显偏蓝。

(2) 蓝离散星问题:

在某些球状星团如 M3, ω Cen 中, 在主序折向点的上方和蓝色一侧存在一些恒星, 而在另外一些球状星团如 47Tuc 中又不出现。它们究竟是有质量交流的双星? 还是后来才形成的年轻恒星? 目前尚未取得一致意见。

哈勃空间望远镜的使用将会推进球状星团的研究。在如何利用哈勃空间望远镜研究球状星团的问题上, 多位学者反复强调了搞完全而不必搞深的原则。充分利用哈勃空间望远镜的高灵敏度, 可以观测到更暗的恒星, 这当然是有益的。但相比之下, 充分利用空间望远镜的高分辨率及巨大的信息处理能力, 很容易把较亮分支上的恒星逐一完全地记录下来, 从而得到完整可靠的光度函数, 而这将大大增进我们对恒星演化的理解, 同时将改进对星团年龄的估计。目前恒星演化理论对恒星内部分层结构的理解尚有欠缺。例如, 在主序氢燃烧阶段, 如果恒星内部有某种混合机制, 其内部的密度分布曲线就会变平从而延长主序星的寿命。反之, 若内部有氦相对于氢的扩散运动, 密度分布就会变陡而主序星的寿命就会减小。这种效应显然不会改变等龄线的形状, 但却会在红巨星支的光度函数上表现出来, 因为光度函数可以反映出各不同分支上恒星的存活时间。

事实上, 由于 CCD 测光技术, 使得在稠密星场中也可以作恒星计数的工作, 因此光度函数的工作在地面观测的基础上已经开始进行。目前取得的成果是发现了球状星团中恒星质量函数与金属丰度有关。但与早期某些理论预言相反, 球状星团的金属丰度愈低, 低质量的恒星数目愈多^[2]。如何解释这种现象现在还不清楚。这可能是贫金属云中容易产生低质量星, 也可能是初始质量函数的形态能决定球状星团的化学性质。这一初步成果表明, 利用哈勃空间望远镜进行光度函数研究, 将是球状星团研究中成果较多的新领域。

三、银河系球状星团系统的分布与运动

1. 银河系球状星团的次系统

目前在银河系中已发现 150 个球状星团。早期研究把全部球状星团看作是一个分布与运动特性基本相同的次系。细致研究表明, 从分布与运动特性来看, 可以把它们分成几个不同的次系。这种研究, 对理解银河系和球状星团的形成过程, 具有重要的意义。

Baade 在 1958 年首先提出富金属的球状星团属于银盘。Freeman^[3]在仔细讨论了银河系的薄银盘、厚银盘、核球和银晕结构的元素丰度、分布和运动特征之后, 仔细地讨论了球状星团分成几个次系的问题。

Zinn^[6]首先表明球状星团可以分成两个次系, 分别属于厚银盘和银晕。两个次系以金属丰度 $[Fe/H] \approx -1$ 为明显的分界线。富金属丰度的次系约占球状星团总数的四分之一。它们的运动性质表明, 它们处于快速旋转的厚银盘中, 其平均旋转速度为 $152 \pm 29 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 而其特征速度弥散度仅为 $71 \pm 12 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 远小于旋转速度。这些运动学特征与厚银盘恒星特性相同, 它们的空间分布也较接近于银道面, 但尚未准确定出其标高, 若与厚银盘一致, 其标高约为 1000 kpc。

贫金属丰度的次系属于缓慢旋转的球状成分, 其平均旋转速度只有 $50 \pm 23 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 而特征速度弥散度为 $114 \pm 9 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。这些运动学参数与贫金属丰度的晕族恒星一致。

富金属丰度球状星团中已经测定了年龄的有 M71 和 47 Tuc。测得的年龄与贫金属球状星团并无明显差异, 说明它们的形成时间基本相同。

在每个次系内, 球状星团的金属丰度并不随银心距不同而变化。虽然, 在每个固定的银心距处, 不同球状星团的金属丰度都有相当宽的变化范围。

Rodgers 等^[7]详细研究了金属丰度不同的球状星团绕银心的旋转特性。他们发现, 属于晕族的球状星团在大部分金属丰度范围内, 其平均旋转速度约为 40 至 $100 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。但是, 对于 $[Fe/H]$ 在 -1.3 至 -1.7 范围内的 30 个球状星团, 其旋转为逆行, 旋转速度为 $-70 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。它表明, 这一有限丰度范围内的子样本有可能具有共同的运动特性, 即有可能起源于同一伴星系, 它在银河系的潮汐摩擦作用下被银河系吞并并瓦解, 但它原有的球状星团残存了下来。已发现的贫金属丰度的移动星群也可能是同一吸积过程的残存物。

Freeman^[3]指出, 银河系晕族恒星的分布接近球形 ($c/a \gtrsim 0.8$), 但是运动学资料表明, 晕族恒星的速度弥散度在柱坐标系统中呈显著各向异性。在太阳邻域的速度弥散度的柱坐标分量的典型值为 $(\sigma_R, \sigma_\phi, \sigma_z) = (140, 100, 75)$ 。动力学模型表明, 这样的恒星分布应该相当扁平, $c/a \approx 0.3-0.5$ 。从而在恒星的分布观测与运动特性观测结果之间出现了明显的矛盾。这一矛盾对贫金属球状星团同样存在。

为了解释这一矛盾, Hartwick^[8]分析了银纬 $|b|$ 高于 30 度且 $[Fe/H] < -1$ 的天琴 RR 变星的空间分布。结论是贫金属的球状星团还应分为两个次系, 以银心距 $R = 8 \text{ kpc}$ 左右为分界。银心距小的次系分布在比较扁平的结构中, 而银心距较大的次系分布接近球形。两次系的空间分布虽不相同, 但旋转速度都较小 ($30-40 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$), 而速度弥散度也相似。因此

银心距较小的次系取扁平分布不是由旋转造成而是由速度分布各向异性所致。由於研究贫金属球状星团的分布特性时, 银心距较大的次系占主导, 而测定运动学特性时, 银心距较小的次系占主导地位, 因此才发生上述分布特性与运动特性的矛盾。分成两个次系分别研究时, 这一矛盾将不复存在。

Sommer-Larsen^[9]支持 Hartwick 的两次系提法, 但认为区分两次系的判据不是银心距, 而应是金属丰度。對於非运动学选择的 $[Fe/H] < -1.2$ 的 143 个邻域恒星, 33 个 $[Fe/H]$ 在 -1.2 至 -1.5 , 110 个 $[Fe/H]$ 小於 -1.5 。前者速度弥散度明显各向异性, 而后者则接近各向同性。晕族恒星的二成份模型, 定性上仍可由伴星系被银河系吞并来理解; 较大的伴星系具有较高的金属丰度, 因自引力较大而冲到银心距较小之处才瓦解, 并因受到银盘较强的相互作用而形成分布较扁平, 速度弥散度各向异性的成份; 较小的贫金属伴星系则在远处就已瓦解而形成球状且金属丰度更低的子成份。

根据从球状星团数密度随银心距的变化, 也许还可以把银心距大於 60 kpc 的球状星团再分为另一次系。观测表明, 球状星团数密度在 3 至 20 kpc 范围内随 $R^{-3.5}$ 而减少, 20—35 kpc 处数密度迅速下降, 至 35—60 kpc 间不存在已知星团, 而在 60—110 kpc 间目前已发现了七个球状星团。可能银晕在 40kpc 左右就已结束, 更远的球状星团有着另外的起源。

2. 球状星团的金属丰度分布

数出不同金属丰度范围内球状星团的数目, 可以得到球状星团数目随金属丰度的分布。其特点为^[10]

(1) 球状星团的金属丰度不低於太阳丰度的千分之五, 即不存在原初宇宙丰度的球状星团。

(2) 球状星团数目随金属丰度的分布为对数正态分布, 平均金属丰度约为太阳丰度的百分之三, 弥散度为 $\sigma = 0.3 \text{dex}$ 。

(3) 在 Z/Z_{\odot} 为 0.02 左右, 球状星团的数目有一个突出的高峰, 表明球状星团形成初期应有快速的重元素污染过程。

这些分布特征, 对研究球状星团的形成过程提供了重要的线索。

3. 银河系中晕族场星与球状星团

Carney^[11]对银心距为 7—26kpc 之间的晕族场星与球状星团进行了统计研究, 得出晕族场星与球状星团中恒星的质量比或星数比超过 100 比 1。

晕族场星的颜色—星等图中也有水平支和红巨星支, 其主序拐点颜色也与球状星团相近。上述迹象表明晕族场星的年龄应与球状星团相近。

晕族场星的平均金属丰度也与球状星团相似, 并且也存在着 $[O/Fe]$ 比明显高於星族 I 的现象。场星与球状星团恒星的唯一差别是前者的金属丰度范围较宽。

晕族场星与球状星团的运动学性质和空间分布特征也基本相同。

因此在详细分析资料的基础上, Carney 得出球状星团与晕族场星可能属于同一系统的结论。Zinn^[12]也得出类似的结论。

值得注意的是, 这一结论在其他星系中似乎并不适用。

四、近邻星系中的球状星团

由于银河系中的球状星团系统离我们最近, 故对它研究得最充分和最详尽。通过这种研究, 为我们提供了下述信息: (1) 所有球状星团都在大约 160 亿年以前的几十亿年间形成, 其后在银河系中不再形成。现今在银盘内仍在形成中的疏散星团, 都比球状星团年轻很多, 最老的年龄也小于 100 亿年。(2) 球状星团的成员星与晕族场星在性质上并无明显差别。

随着观测技术的不断改进, 对一些近邻星系的球状星团系统也可以进行研究了。由于球状星团的单纯性, 适合于作合成模型的研究, 即把整个球状星团看作单一天体而研究其整体性质。用这种方法, 对更远星系的球状星团系统, 也是可以研究的。有趣的是, 随着更多星系的球状星团系统的性质被人们所了解, 人们发现从银河系中得出的结论不可轻率地推广。

大、小麦哲伦云中的球状星团, 现在也可以得到组成恒星的颜色—星等图, 对它们的研究, 是近几年来球状星团研究取得的重要进展。它们最突出的特点是: 很少有年老的球状星团, 绝大多数都是中等年龄的系统, 而且年龄的分布范围很广。通过它们, 有可能研究颜色—星等图及其光度函数与年龄、金属丰度的相互关系, 而这是在银河系样品中所无法做到的。

大、小麦哲伦云和 M33 中球状星团不断形成的事实, 与银河系中球状星团形成过程早已停止的事实形成了鲜明的对照。特别是大、小麦哲伦云中多有年龄为 30 至 40 亿年的球状星团, 表明球状星团的形成可能具有某种爆发性质^[13], 它可能与星系间的相互扰动有关。在大、小麦哲伦云中即使是最古老的球状星团也处于其星系盘中。这一现象使 Searle 等^[14]首先提出, 银河系中晕族球状星团可能来自小的盘状伴星系, 在伴星系被银河系吞并后才成为银晕的成员。可以看出, 麦哲伦云球状星团系统的研究, 对理解球状星团的形成具有重要的意义。

对较远星系的球状星团的研究表明, 不同星系中球状星团的颜色及其分布范围是不同的。在 M31 中^[15], 球状星团的色指数 $(B-V)_0$ 的平均值高于银河系, 说明它们的平均金属丰度偏高。在 NGC5128 中^[16], 球状星团颜色的分布范围比银河系广, 表明存在着金属丰度更高的球状星团。在 M33 中球状星团的颜色分布比较均匀, 而且对于不同颜色, 都有较其他星系更明亮的球状星团存在。取比 $(B-V)_0 = 0.5$ 更蓝的球状星团所占比例为参数, 可以发现它随 LMC—M33—MW—M31 而下降, 说明球状星团性质随着星系类型的变化而有系统的变化。

人们对更远一些的星系所包含的球状星团的总数进行了统计分析。1977 年 Hanes^[17]发现不同星系中所包含的球状星团总数与星系球状成分的光度成正比。但 1981 年 Harris 等^[18]对 40 个星系的研究表明, 星系单位光度所包含的球状星团数目 S 对不同星系是不同的, 而且它与星系所在环境有关。在星系密度较稀疏的小星系群中, S 的值约为 3.3, 而在星系密度较高的室女星系团和天炉星系群中 S 的平均值为 5.8, 比前者高近一倍。这种现象可能与星系并合过程有关。在四个星系团中心的超巨椭圆星系中, 即室女星系团的 M87, Hydra I 星系团中的 NGC 311, Fornax 星系团中的 NGC 1399, 和后发星系团中的 NGC 4874, S 的值大于 15。超巨椭圆星系是否由星系并合而成? 目前有两种不同意见。有趣的是他们都以此现象作为对自己观点的支持。反对并合说的人认为, S 值的巨大差别说明超巨星系不能由几个 S 值小的星系组合而成为 S 值大的星系。支持者则强调正是在星系间强烈相互作用和并

合过程中,会造成球状星团形成的有利条件。星星系与星系相互作用的相关性似乎是对后一观点的支持。

银河系中球状星团与晕族场星无显著区别。河外星系与此不同。一系列观测证据表明,河外星系中球状星团的形成年代可能要早于星系晕。这些观测证据有^[19]:

- (1) 椭圆星系中球状星团的分布比背景星系光的分布更扩展。
- (2) 球状星团的分布比星系等光度线更圆。
- (3) 球状星团系统的颜色比星系背景的颜色更蓝,即金属丰度更低。
- (4) 动力学上,球状星团系统比母星系更热。

这一现象也是对星系形成理论的挑战。

参 考 文 献

- [1] Giannone, in *Origin Structure and Evolution of Galaxies*, ed. by Fang Lizhi, p.76, (1987).
- [2] Hesser, J. E., in *IAU Symp. No. 126*, p. 61, (1987).
- [3] Freeman, K., *Ann. Rev. A. and Ap.*, 25 (1987), 603.
- [4] Pagel, B. E. J., et al., *P. A. S. P.*, 98 (1986), 1009.
- [5] Gratton, R. G., *A. Ap.*, 177 (1987), 177.
- [6] Zinn, R., *Ap. J.*, 293 (1985), 424.
- [7] Rodgers, A. W., et al., *Ap. J.*, 283 (1984), L5.
- [8] Hartwick, F. D. A., in *The Galaxy*, ed. by Gilmore, G., et al., p. 281, (1986).
- [9] Sommer-Larsen, J., Licentiate thesis, Gopenhagen University, (1986).
- [10] Carrel, R., in *IAU Symp. No. 126*, p. 431, (1987).
- [11] Carney, B. W., in *IAU Symp. No. 126*, p. 133, (1987).
- [12] Zinn, R., in *IAU Symp. No. 126*, p. 37, (1987).
- [13] Olszewski, E. W., in *IAU Symp. No. 126*, p. 159, (1987).
- [14] Searle, L., et al., *Ap. J.*, 225 (1978), 357.
- [15] Pecci, F. F., in *IAU Symp. No. 126*, p. 173, (1987).
- [16] Harris, H. C., in *IAU Symp. No. 126*, p. 205, (1987).
- [17] Hanes, D. A., *M. N. R. A. S.*, 179 (1977), 331.
- [18] Harris, W. E., et al., *A. J.*, 86 (1981), 1627.
- [19] Van der Bergh, S., in *IAU Symp. No. 126*, p. 467, (1987).

(责任编辑 林一梅)

Feature and Evolution of Globular Clusters(I): Age, Distribution and Kinetics of Globular Clusters

Ma Er Zhang Mei

(Beijing Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences)

Abstract

The age of globular clusters can be determined quite precisely by comparison of the theoretical isochrones with the observed color-magnitude diagram. From this comparison the minimum age of the universe can be estimated. It also shows that all globular clusters in our Galaxy are very old, much older than the oldest open clusters in the Galactic disk.

Observations show that there are tight relations between the distribution and kinetics of GC with their heavy element abundances, which give information on their formation process. Observations of GC systems in other galaxies show richness and complexity of the features of GC systems.