

疏散星团的最新研究进展

俎中良 赵君亮

(中国科学院上海天文台 上海 200030)

摘 要

疏散星团在天文学和天体物理学研究中有着多方面的重要性。近年来在观测和理论工作上都取得了显著的进展。综述了疏散星团的研究现状,对成员判别、基本参数确定、团与恒星的演化、团的结构和动力学进行了详细评述。

关键词 天体物理学 — 疏散星团 — 综述 — 成员确定 — X 射线 — 动力学演化

分类号 P154.11

1 引 言

疏散星团是少到几十颗、多至上千颗恒星组成的结构较为松散、外形较不规则的恒星集团,在银河系中归属极端星族 I 或扁平子系。疏散星团为恒星演化的研究提供了理想的场所。同时,它的研究对于恒星动力学及银河系结构和形成理论具有重要意义。早期,对疏散星团研究得最多的当推瑞士天文学家 Trümpler,他曾利用疏散星团证认了银河系中星际介质的存在,从而为恒星天文学的发展作出了重要贡献。随着观测手段的提高和理论不断完善,近年来,疏散星团的研究取得了很大进展。特别是随着 ROSAT 卫星对 X 射线波段的巡天观测工作的进展,人们得到了大批疏散星团 X 射线波段的数据。此外,在河外星系中也发现了不少疏散星团。这些都为进一步研究星团属性提供了条件。

2 成员判别

正确判定星团成员是疏散星团全部研究工作的基础。其基本出发点是星团的成员应具有区别与场星的近乎相同或有规律的运动学和物理学特征。确定星团成员的观测判据有恒星的相对自行、视向速度、光谱型、多色星等、星光偏振、红化以及恒星在 H-R 图上的位置,其中最可靠而又广泛应用的是相对自行。

近代, 星团自行成员的确定方法始于 Vasilevskis 等人^[1,2] 和 Sanders^[3], 称为 Vasilevskis-Sanders 方法或 Sanders 方法。嗣后, 人们针对该方法的一些缺陷提出了不同的改进方法。如九参数法、自行测定精度不相等时的改进方法、考虑到恒星位置和星等因素的改进方法、无参数法, 以及简化方法^[4~8] 等。

利用视向速度判别星团成员的基本原理与自行成员的确定相类似, 这种方法有其有利和不利之处。此外, 利用偏振资料也能取得较好的成员判定结果, 如赵君亮和姜佩芳^[9] 利用 NGC 7789 的偏振资料, 对该团进行了成员判定。但是可用的偏振资料太少, 因而这种方法迄今很少应用。利用多色测光资料和 H-R 图来确定星团成员, 因难以给出定量判定结果, 又存在双星干扰, Vasilevskis^[10] 和 Sanders^[11] 对此持否定态度, Mathieu^[12] 则认为它可用作成员确定的补充判据。

近 10 多年来, 由于 X 射线的观测工作取得了很大进展, 特别是 ROSAT 的观测取得了大批观测资料, 对星团 X 射线的研究也越来越受到关注。在对疏散星团的巡天中, 人们发现其中大部分的 X 射线源与星团成员星具有相同的测光性质, 因此用 X 射线来寻找由于缺少自行资料或存在严重的场星污染而未能发现的候选成员星是一种有效的方法^[13]。Randich 等人^[13] 对利用 ROSAT 观测资料来确定疏散星团成员的方法进行了讨论, 并得出了 IC 2620 和英仙 α 星团的研究结果。首先, Randich 等人将观测到的 86 个 X 射线源中的大部分通过光度测定为星团成员, 而它们预先并不知道是这些星团的成员。其次, 对英仙 α 星团的 PSPC (Position Sensitive Proportional Counter) 光栅扫描巡天得出的不能鉴别为已知星团成员 的 84 个 X 射线源进行 CCD 光度测定, 结果显示其中一半源的颜色光度属性同星团成员相一致。由于 X 射线强度同星团年龄有关, 即星团年龄越轻, X 射线越强烈, 因此利用 X 射线确定年轻星团成员取得了令人满意的结果。当然, 利用 X 射线也确定了一些老年星团, 例如 NGC 6475 和 Coma Berenices 的成员。

暗星的成员确定完全依赖于它在测光图中的位置, 但在年轻星团中, 暗的低质量星处在主序前 (PMS) 阶段。因此, 这些暗星比主序星有更低的温度和更高的光度, 处在 H-R 图中主序的右上方, 很难把它们同前景中的红色星和背景中红化后的星区分开来。对存在星周盘的低质量 PMS 星, 即金牛 T 星, 因它有较强的 $H\alpha$ 射线, 可以通过对年轻疏散星团的 $H\alpha$ 光度测定来确定其是否为星团成员。这种方法使用色指数 $R - H\alpha$ 作为选择 PMS 星的标准。例如: 用 $(R - H\alpha)_{\text{STAR}} - (R - H\alpha)_{\text{MS}}$ 来表示 $H\alpha$ 射线的相对强度^[14]。对 NGC 2264^[14,15]、NGC 6231^[15]、NGC 6530^[16] 暗星成员的成功确定证实了这一方法的可靠性。而且, 星等约为 18 mag 的 PMS 星也被成功地确定了下来。对于没有星周盘或星周盘很弱的 PMS 星, 也就是所谓的弱发射线金牛 T 星, 虽然它没有显示出可观测的 $H\alpha$ 发射线^[17], 但是有较强的 X 射线。因此, 可以通过 X 射线测定来确定其是否为星团成员。

利用自行确定星团成员取得了很大的进展, 然而星团自行的研究受到了星等和距离的限制, 且单独利用自行确定星团成员有时也很不准确。例如, 通过自行确定的星团 NGC 6611 的成员中有一半并不是真正的团星^[18]。既然每种方法都有它的局限性, 那么, 采用多种方法来确定星团成员就显得很重要了。

3 质量函数、光度函数及 X 射线光度

疏散星团光度函数 (LF) 和质量函数 (MF) 的确定对星团研究是至关重要的。将星团与场星的 LF 和 MF 进行比较研究, 不仅有助于对星团自身形成及演化性质的了解, 而且星团内不同区域的局部 LF 和 MF 还提供了有关星团内部结构和动力学演化的重要信息, 例如星团的质量分层现象。

不同的星团以及场星, 是否存在某种普适的初始质量函数关系到大范围恒星形成的条件。初始质量函数一般表现为 M^η 的幂函数, 但不同研究者所得的 η 的函数形式并不一致。例如, Burki^[19] 发现 η 的变化同星团线直径成反比; Stecklum^[20] 发现 η 的变化同星团年龄及星团银心距成正比; Francic^[21] 也发现 η 的变化同星团年龄成正比。不同疏散星团是否存在普适质量函数的问题至今未有定论。

严格说来, 质量函数不能完全用幂律来描述。质量为 $2.5 \sim 0.8 M_\odot$ 时, 现今质量函数 (PDMF) 能用幂律来描述; 质量小于 $0.8 M_\odot$ 时, MF 非常平坦。Prisinzano 等人^[22] 认为这可能有两种原因。首先, 由于背景星性质在分布上的不规则性, 低质量恒星容易与背景物混淆在一起。其次, 不能排除星团动力学演化造成的低质量恒星的丢失。因此, 低于 $0.8 M_\odot$ 的 MF 斜率不能代表星团的初始质量函数 (IMF)。星团的 MF、LF 同它的动力学演化有密切的关系。Kang 和 Ann^[23] 对疏散星团 NGC 6819 的动力学演化进行了研究, 发现 NGC 6819 主序星的 LF 几乎是平坦的, 这说明这个星团的 IMF 同 Salpeter 型 ($\Phi(m) \propto m^{-(1+x)}$, $x = 1.35$) 有显

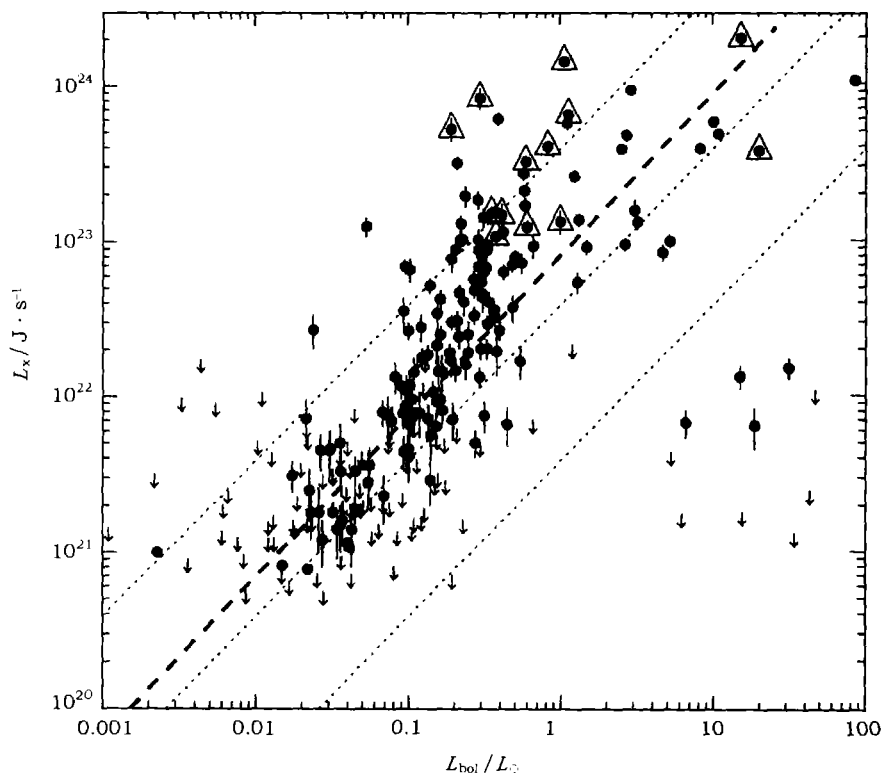


图 1 星团 IC 348 内恒星的 X 射线光度与其热光度之间的关系^[33]

实心圈表示已探测到的星团成员; 箭头表示未探测到的星团成员的上限; 点线表示 L_X 与 L_{bol} 的关系; 虚线为拟合线。

著的不同, 否则就是已有大量的低质量星从星团中逃逸走了。Scalo^[24]总结了动力学演化对 MF 的影响。另外, 他还指出未发现的双星和质量分层也会影响 MF, 使得 MF 变平。Ann 和 Lee^[25]也发现疏散星团的动力学演化对星团的 LF、MF 和空间分布有很大的影响。并且, 质量分层导致了大质量恒星向团心集聚, 从而使得星团半质量半径内的 MF 变平。

星团质量函数的确定取决于光度函数, 而光度函数的正确确定则依赖于完备的团星成员样本。Francic^[21]在利用自行成员概率建立星团的光度函数和质量函数时, 通过所求得的团星密度分布对星团外围可能存在的团星进行了改正, 使得团的恒星记数更趋完备, 所确定的光度函数和质量函数也更符合实际。另外, Silverman^[26]和 Seleznev^[27]及 Seleznev 等人^[28]也曾介绍过利用该方法来确定光度函数。

近年来, 由于 X 射线资料的逐步完善, X 射线光度函数 (XLF) 及 X 射线光度 (L_X) 受到关注。研究者发现多数星团的 X 射线光度同星团年龄存在一定关系。但是鬼星团^[29]、NGC 6475^[30]、Stock2^[31]等疏散星团并不遵循 L_X -年龄关系。Barbera 等人^[32]建立了累积 X 射线光度函数, 并比较了 NGC 2422 和昴星团的 XLF, 发现只有它们的尾部相一致, 这可能是受观测灵敏度的限制不能画出整个星团 XLF 的结果。研究者发现 X 射线光度同星团物理参数之间存在一定的联系。Preibisch 和 Zinnecker^[33]发现了团内恒星的 X 射线光度同热光度、

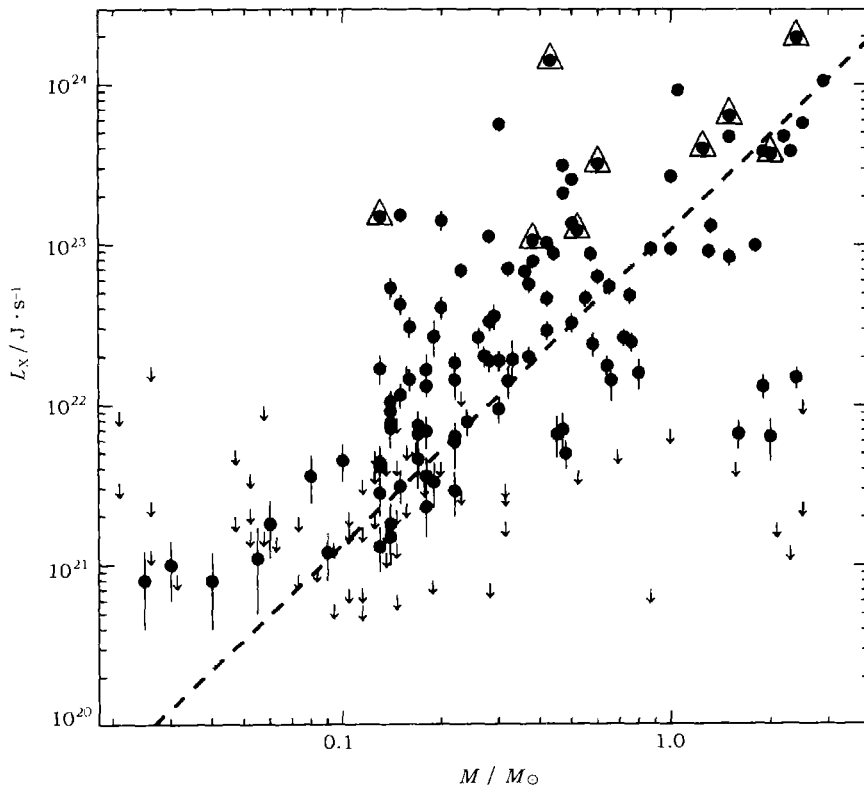


图 2 星团 IC 348 内恒星的 X 射线光度与恒星质量之间的关系^[33]

实心圈表示已探测到的星团成员; 箭头表示未探测到的星团成员的上限; 虚线为拟合线。

恒星质量、恒星色球活动 (用 $L_{H\alpha}$ 来表示其强度) 等之间的关系 (如图 1、2、3 所示), 分别为: $L_X \propto 10^{-4} \times L_{bol}$; $L_X \propto M^2$; $L_X \propto L_{H\alpha}^{0.8}$ 。

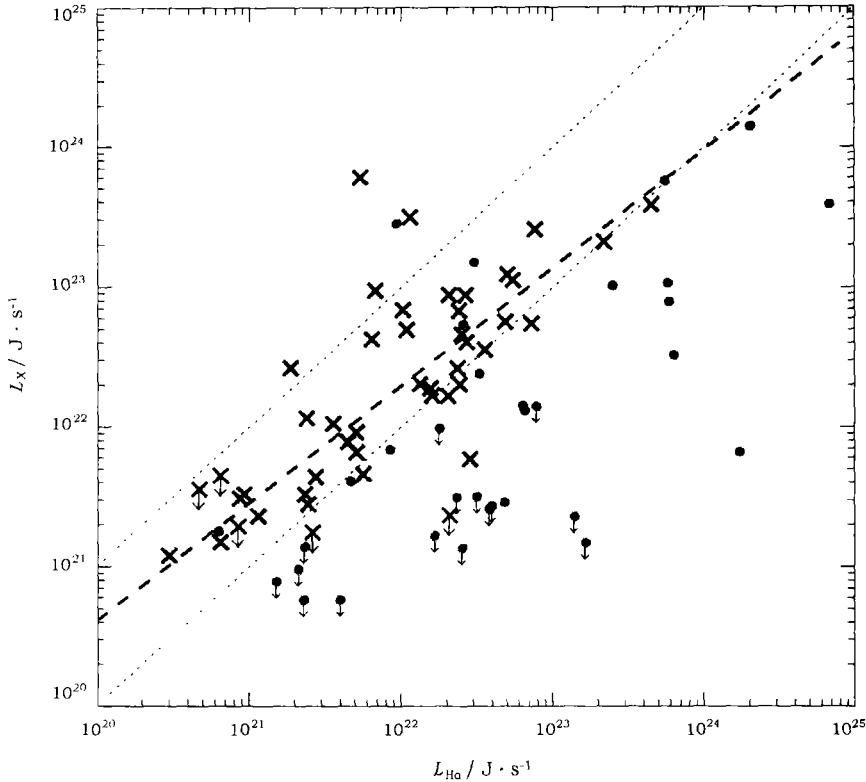


图 3 星团 IC 348 中金牛 T 型星的 X 射线光度与 $H\alpha$ 光度之间的关系^[33]

叉号表示 $H\alpha$ 线宽 $W(H\alpha) < 10 \text{ \AA}$ 的恒星; 圆点表示 $H\alpha$ 线宽 $W(H\alpha) \geq 10 \text{ \AA}$ 的恒星; 箭头表示未探测到的星体 X 射线光度上限; 点线表示 L_X 与 $L_{H\alpha}$ 的关系; 虚线为拟合线。

4 疏散星团与恒星演化

疏散星团由于其成员星具有某些类似的特征, 从而为恒星演化理论提供了理想的检验场所。蓝离散星、主序空缺以及双重主序等现象向现有的恒星理论提出了挑战, 而这些现象的研究又有助于对星团自身性质的更深入的了解。

有关恒星演化模型及相应的恒星演化迹线和等龄线的研究, 近年来取得了明显的进展。特别是随着恒星内部对流理论的发展, 人们逐渐认识到恒星核区对流过冲效应对恒星演化进程有很大的影响。Rosvick 和 Vandenberg^[34] 对 NGC 6819 进行 BV 波段的光度测定, 发现主序亮端向右弯曲。这只有用考虑到对流过冲的恒星演化模型才能解释。

蓝离散星是指在恒星系统 H-R 图上位于主序延伸线附近、光度比主序折向点更亮一些的恒星。随着星团观测资料的增加, 人们发现许多疏散星团中存在蓝离散星。蓝离散星的形成机

制一直困扰着恒星物理学家们。目前有多种解释蓝离散星的假说, 例如: 后期诞生假说、双星说、重返主序说及混合说等。很多观测显示蓝离散星确实比主序折向点的恒星质量大, 因此认为蓝离散星是由两颗或更多颗主序星碰撞形成的假说更易被人接受。Lombardi 等人^[35]认为, 星团的主序星碰撞频繁, 而观测到的蓝离散星就是碰撞并合后的残留星体。这里所指的并合过程包括激波加热、流体动力学混合、物质喷射及角动量转移。Lombardi 等人还发现他们模型的热力学和化学组成同最近用平滑粒子流体动力学 (SPH) 计算的恒星碰撞结果一致。由于疏散星团和球状星团在蓝离散星的起源和演化等问题上具有相同的性质, 因此, 对球状星团的研究将有助于理解疏散星团的蓝离散星现象。Shara 等人^[36]以及 Sepinsky 等人^[37]已经直接测量出了球状星团 47 Tuc 和 NGC 6397 团核区几颗蓝离散星的质量, 并证实了它们的质量比主序折向点处恒星的质量大, 其中一些蓝离散星的质量是主序折向点处恒星质量的 2 倍多。另外, Gilliland 等人^[38]通过对 47 Tuc 中几颗蓝离散星的震动频率的分析, 估算出了它们的质量, 其结果同它们在 CMD 上的位置相一致。

1953 年, Haro^[39]在猎户星云区的星协中发现了耀星。随后, 在昴星团、NGC 2264、鬼星团、毕星团、后发星团等许多疏散星团中都发现了耀星^[40,41]。耀星是红矮星早期演化的一个必经阶段, 这个阶段的持续时间取决于恒星的质量。在年轻和比较年轻的疏散星团(和星协)中, 都含有大量耀星, 它们的光度分布是疏散星团(和星协)年龄的标志。dMe 耀星是 M 型主序星, 有氢和电离钙的发射线。它们的质量比太阳小, 自转周期一般为几天, 并且非常活跃, 在可见光区和射电区的闪耀辐射能量是太阳的 10^3 倍^[42]。有些 dMe 恒星的旋转周期长达 10 yr, 有些 dMe 恒星每小时闪耀 0.2 到 1.5 次, 这些参数对研究恒星大气活动的物理过程是非常有价值的^[43~45]。正如 Mirzoyan^[46]所说, 依赖耀星的观测和研究看来有可能最终解决矮星的演化问题。耀星研究现已成为天体物理学的一个重要课题, 也是疏散星团研究中的一个重要方面。

在星团 H-R 图上经常可以发现某些区域会出现恒星分布的空缺现象, 即主序空缺。其解释通常与某些恒星演化模型的肯定或否定相联系。

5 结构与内部运动

星团的投影数密度分布为研究疏散星团的结构提供了重要的观测资料。研究表明, 年龄较大的富团的投影数密度分布与球状星团的情况无明显差异, 多质量 King 模型可以与 M11 和 M67 的观测密度分布拟合得很好。考虑到这类星团含有较多的成员星, 且内部得到了较充分的弛豫, 其动力学结构可能接近球状星团。疏散星团在结构上的一个重要特征是普遍表现出不同程度的空间质量分层效应, 即大质量恒星比小质量恒星具有更明显向团中心聚集的趋势。近来在一些疏散星团中也发现了明显的分层效应^[23,25,47~49]。双星成员比之单星成员有更强的中心聚集趋势, 这也是质量分层效应的反映。对于这种效应通常用内部弛豫导致能量均分来解释。另外, 星团中还存在速度质量分层, 即速度弥散度与恒星质量平方根成反比, 恒星质量越大, 速度弥散度越小。随着 X 射线的观测及研究工作的进展, 一些星团(如毕星团^[50])中的 X 射线光度同速度弥散度之间的关系被发现, 即所谓的速度 X 射线分层。Stern 等人^[50]认为观测的 X 射线光度同年龄有直接关系, 而 Stauffer 则认为 X 射线光度同年龄没有直接相关

性, 但 L_X/L_{bol} 与旋转速度之间存在物理联系^[51]。至今年龄、X 射线光度和旋转速度之间的关系并不是很清楚。

疏散星团边缘区域的结构对星团的动力学稳定性研究非常重要。Kholopov^[52] 提出, 星团实际由团核 (core) 和团冕 (corona) 两部分构成, 其中团核主要由相对较亮、质量较大的恒星组成, 团冕则通常包含大量的较暗星。而后, Danilov 等人^[53] 和 Pandey 等人^[54] 的工作也分别证实了团核和团冕的存在。Nilakshi 等人^[55] 对 38 个富星团的空间结构进行了研究, 得出结论: 星团径向密度分布的斜率显示了团冕很有可能是星团的外围部分, 并且团冕在星团形成之初就已经存在, 同时否定了团冕是由动力学演化形成的观点。

疏散星团有准圆形的轨道, 并且在垂直于银盘方向上会有振动 (振动幅度小于 1 kpc)。因此, 疏散星团的运动轨迹多次穿过银盘, 而每次穿越所受到的引力冲击都会使星团加热和收缩, 并且在银面距 $Z = 0$ 时最扁^[56]。最近, Bergond 等人^[57] 发现 NGC 2287 和 NGC 2548 有较大的扁度, 这可能是由银盘的引力冲击导致的。像球状星团那样, 重复的星系盘冲击将会加速星团的瓦解。星团每次穿过星系盘, 总有些恒星会被星系的引力场从星团中拽出来。这些恒星将形成一个能延伸到距星团内部区域很远处的潮汐尾。因此, 对疏散星团周围环境结构的研究将会提供有关星团过去和将来动力学演化的很多信息^[58]。Grillmair 等人^[59] 和 Leon 等人^[60] 通过大天区恒星记数分析发现了疏散星团的潮汐尾。Leon 等人^[61] 还发现大麦哲伦星云的几个双星团都存在显著的潮汐尾。

很多作者对星团内部运动速度的空间各向异性性质进行了观测与研究。一些人通过比较各种包括不同程度的速度各向异性的动力学模型与观测投影密度分布的拟合结果, 发现考虑了各向异性的模型似乎与观测数据符合得很好^[12,62~64]。但是 McNamara 和 Sekiguchi^[65] 指出, 这种比较分析中一些隐含的假定使所得出的结论令人怀疑, 特别是各向异性与各向同性模型预期结果的主要差异体现在团冕区域, 而该区域的实际观测和研究还极不充分, 相应的成员判定也很不确定。

6 动力学和动力学演化

疏散星团是由众多恒星组成的自引力系统。与球状星团相比, 疏散星团表现出很不相同的动力学性质, 这是由它自身特有的动力学条件所决定的。疏散星团作为一个动力学系统有 3 个基本动力学时标: 穿越时标 t_{cr} , 即一颗典型恒星穿越整个系统范围所需要的时间; 弛豫时标 t_{rel} , 即恒星间通过能量交换而使系统趋于平衡所需时间; 演化时标 t_{evol} , 即恒星系统已经历的动力学演化时间。一般 t_{cr} 接近 t_{rel} , 表明恒星间交会 (encounter) 将起一定的作用, 这时恒星系统动力学基本方程 Liouville-Boltzmann 方程中的 Boltzmann 碰撞项 $(df/dt)_{\text{encounter}}$ 不可以略去。但是在目前理论不完善的情况下, 作为一级近似, 无碰撞的 King 模型也是描述疏散星团动力学状态的一条良好途径。当然, 还有其它一些模型, 如多方模型、等温球模型和 Wilson 模型^[66] 等, 不过用它们来描述疏散星团都会有些不足之处。另外, 疏散星团成员的质量范围较球状星团宽得多, 因此不能简单地利用单一质量的 King 模型, 而必须利用推广了的多质量 King 模型。虽然 King 指出, 理论上处理疏散星团动力学的方法可以直接从非平衡态统计力学出发, 或者用处理球状星团的方法作为一级近似加以修正, 但目前的方法主要是

N 体数值模拟。尽管如此, 对于恒星系统的动力学研究过程来说, 疏散星团也有较之球状星团有利的方面。疏散星团一般比较近, 可以更仔细地研究其中的小质量星和双星; 运动学资料比较丰富, 有利于内部运动的研究; 质量谱较宽, 可以更好地探索分层效应等。

从动力学稳定性和动力学演化角度来看, 疏散星团可分为 3 类, 即极年轻的非束缚系统, 它们在动力学上是不稳定的, 几百万年内便趋于瓦解; 年老的疏散星团, 平均银面距较大, 属于所谓的银河系“厚盘”, 年龄大于 10^9 yr; 银盘中的束缚系统, 典型寿命为 $(1\sim 2) \times 10^8$ yr。疏散星团动力学演化受到多方面因素的影响。例如, 内部因素包括团内恒星交会引起部分恒星逸出星团、主序后星的质量损失以及双星的存在等; 外部因素包括银河系潮汐力场、邻近星际云的潮汐激波以及同巨分子云的碰撞。其中, 银河系潮汐力场对星团的瓦解起到了至关重要的作用。只有最初引力束缚极强的富星团以及距银心很远以至很难同巨分子云发生碰撞的星团才能生存几十亿年^[48]。de la Fuente Marcos^[67]曾指出银河系中应该有几百万个疏散星团遗迹, 这些星团是被银河系潮汐力场和自身的动力学蒸发瓦解掉的。Bica 等人^[68]和 Bassino 等人^[69]也确实观测到了一些瓦解掉的星团。例如: Bassino 等人发现 NGC 6994 存在显著的质量分层效应, 并且在星团边缘处有许多可能逃逸出星团的小质量星。Bassino 由此判断出 NGC 6994 属于远离银心的老年疏散星团, 存在由于动力学演化而导致的质量分层和小质量星的蒸发。疏散星团的尺度在很大程度上决定了团的演化寿命。线度过小时, 内部恒星的频繁交会将加速团的瓦解; 线度过大时, 外部因素的瓦解作用明显增大。另外, 疏散星团内部恒星的初始分布也与团的寿命有关。de la Fuente Marcos 等人^[70]对几个富星团作 N 体数值模拟, 结果显示了疏散星团初始分布越紧密, 其寿命越短。

双星对星团动力学演化有很大的影响。结合能较大的双星(一般称为 hard 双星)在交会时会释放能量, 同时变得更加紧密, 这是产生星团运动学加温和运动学蒸发的主要原因^[71]。另一方面, 结合能较小的双星(一般称为 soft 双星)会因交会而瓦解, 这可能导致棕矮星的丢失^[72]。近些年来, 研究者在星团中发现了大量的行星, 从而促使了他们对行星形成过程进行研究^[73]。例如 Street 等人^[74]在 1999 年到 2000 年期间对 NGC 6819、NGC 6940 和 NGC 7789 进行巡天观测, 发现了 7 颗质量非常小的星体, 它们很有可能是行星或棕矮星。Burke^[75]对已知年龄、金属度和恒星密度的几个疏散星团进行了研究, 并试图了解行星的形成、移动和生存。Bonnell 等人^[76]研究了不同星团环境怎样影响行星的形成和演化。同时指出在疏散星团的低密度环境下, 尽管团星同行星系统的动力学交会能够产生大量的自由行星(free-floating planet), 但是行星的释放(liberation)效率很低, 而且, 这些行星具有很高的速度, 以至很难被束缚在星团内。但是, Jarrod 和 Michael^[77]通过 N 体数值模拟发现在疏散星团内能够存在大量的自由行星, 这对球状星团来说更是如此。

在银河系中, 有少量的疏散星团被认为是双星团, 如 η 和 χ Persei^[78]。早在 10 年前就已经有人在 LMC 中发现了双星团的存在^[79,80], 而现在在 LMC 中已发现了大量的双星团。例如, Leon 等人^[81]研究了 LMC 中的 8 个星团, 发现其中有 7 个星团属于双星团或多星团。Bhatia 和 Hatzidimitriou^[79]依据统计论据声称双星团中有很大部分应该具有物理联系。然而, 从理论角度看, 双星团的物理状况以及一些属性(如形成过程、生存时间等)并不清楚。de Oliveira^[82]通过星团交会的 N 体模拟对 LMC 中双星团的形态效应做了解释, 他认为双星团其实是由团晕的膨胀、等光度线形变和等光度线弯曲等因素造成的表现现象。而 Fujimoto 和

Kumai^[83] 则把双星团解释为是由双分子云之间的间接碰撞产生的, 因此应具有相同的年龄。但是在解释 LMC 中观测到的形成于不同时期的双星团时, 这一模型显然遇到了困难^[84]。最近, de Oliveira 等人^[85] 发现疏散星团 NGC 1912 (M38) 和 NGC 1907 之间可能存在物理联系。de Oliveira 等人利用详细的 N 体模型得出: 这两个星团产生于不同的区域, 而目前正在交会中。这无疑为星团的动力学演化研究带来了新的机遇。

Leon 等人^[81] 测出的所有双星团的年龄都比理论模型估计的年龄^[86,87] 要老, 这个现象称作“overmerging”。最近, 在对 SMC 双星团的研究中也发现了类似的“overmerging”现象。Leon 等人^[81] 认为这种现象可以解释为: 双星团所在的星团群(即对双星团有影响的周围一群星团)对双星团的演化起了一定的作用, 使得双星团的演化同没有星团群存在情况下的演化相比延缓了, 这同银河系中因为双星团数目很少而没有星团群对其演化造成影响的情况是不同的。同时, Leon 等人还认为对星团群的研究将会很有意义。相反, Subramaniam 等人^[88] 则在早先的时候就已对星团群的影响作用持否定态度。此外, 随着河外天文学的进一步发展, 对河外星系中疏散星团的研究也取得了显著的进展。例如, Tavarez 等人^[89] 曾在 1998 年编制了 M33 的星团表。对河外星系中的星团的研究将有助于进一步理解星团的形成和演化。

7 结 束 语

虽然近期内对疏散星团的研究取得了很大进展, 但是, 实际上至今仍有一多半的已知疏散星团还没有被研究过。对多数疏散星团, 已知的只不过是它们的角径和在天球上的位置, 而这些也有很多是不准确的。迄今为止, 被详细研究过的疏散星团只占已知星团的 1/3。此外, 大半被研究得较好的疏散星团属 m 级和 r 级(按 Trumpler 富度级分类), 而大部分未研究过的属 p 级。因此, 现今对疏散星团的认识严重地偏向富团的性质。由此可见, 对疏散星团进一步的了解还有赖于观测工作的进展。

参 考 文 献

- 1 Vasilevskis S, Rach R A. AJ, 1957, 62: 175
- 2 Vasilevskis S, Klemoia A, Preston G. AJ, 1958, 63: 387
- 3 Sanders W L. A&A, 1971, 14: 226
- 4 赵君亮. 上海天文台年刊, 1994, 15: 67
- 5 Zhao J L, He Y P. A&AS, 1990, 37: 54
- 6 Girard T M, Grundy W M, Lopez C C *et al.* AJ, 1989, 98: 227
- 7 Tian K P, Zhao J L, van L F. A&AS, 1994, 105: 15
- 8 Jones B F, Walker M F. AJ, 1988, 95: 1755
- 9 赵君亮, 姜佩芳. 天文学报, 1990, 31: 252
- 10 Vasilevskis S. AJ, 1962, 67: 669
- 11 Sanders W L. A&A, 1971, 14: 226
- 12 Mathieu R D. ApJ, 1984, 284: 643
- 13 Randich S, Schmitt J H M M, Prosser C. MPE Report, 1996, 263: 61
- 14 Park B G, Sung H, Bessell M S *et al.* AJ, 2000, 120: 894

- 15 Sung H, Bessell M S, Lee S W. *AJ*, 1997, 114: 2644
- 16 Sung H, Chun M Y, Bessell M S. *AJ*. 2000, 120: 333
- 17 Neuhäuser R. *Science*, 1997, 276: 1363
- 18 Hillenbrand L A, Massey P, Strom S E. *AJ*, 1993, 106: 1906
- 19 Burki G. *A&A*, 1977, 57: 135
- 20 Stecklun B. *Astron. Nachr.*, 1985, 306: 45
- 21 Francic S P. *AJ*, 1989, 98: 888
- 22 Prisinzano L, Carraro G, Piotto G *et al.* *A&A*, 2001, 369: 851
- 23 Kang Y W, Ann H B. *J. Korean Astron. Soc.*, 2002, 35: 87
- 24 Scalzo J. *ASP Conf. Ser.*, 1998, 142: 201
- 25 Ann H B, Lee S H. *J. Korean Astron. Soc.*, 2002, 35: 29
- 26 Silverman B W. *Density Estimation for Statistics and Data Analysis*, London: Chapman and Hall, 1986: 1
- 27 Seleznev A F. *Astron. Rep.*, 1998, 42: 153
- 28 Seleznev A F, Carraro G, Piotto G *et al.* *Astron. Rep.*, 2000, 44: 12
- 29 Randich S, Schmitt J H M M. *A&A*, 1995, 303: 322
- 30 Prosser C F, Stauffer J R, Caillault J P *et al.* *AJ*, 1995, 110: 1229
- 31 Sciortino S, Micela G, Favata F *et al.* *A&A*, 2000, 357: 460
- 32 Barbera M, Bocchino F, Damiani F *et al.* *A&A*, 2002, 387: 463
- 33 Preibisch T, Zinnecker H. *AJ*, 2002, 123: 1613
- 34 Rosvick J M, Vandenberg D A. *AJ*, 1998, 115: 1516
- 35 Lombardi J C Jr, Warren J S, Rasio F A *et al.* *ApJ*. 2002, 568: 939
- 36 Shara M M, Saffer R A, Livio M. *ApJ*, 1997, 489: L59
- 37 Sepinsky J F, Saffer R A, Pilman C S *et al.* *A&AS*, 2000, 196: 4106
- 38 Gilliland R L, Bono G, Edmonds P D *et al.* *ApJ*, 1998, 507: 818
- 39 Haro G. *ApJ*, 1953, 117: 73
- 40 Johnson H L, Mitchell R I. *ApJ*, 1958, 128: 31
- 41 Haro G, Chavira E. *Vistas Astron.*, 1966, 8: 89
- 42 Haisch B M. *A&A*, 1989, 219: 317
- 43 Phillips M J, Hartmann L. *ApJ*, 1978, 224: 182
- 44 Jetsu L, Pelt J, Tuominen I. *A&A*, 1993, 278: 449
- 45 Bondar' N I. *A&AS*, 1995, 111: 259
- 46 Mirzoyan L V. *Vistas Astron.*, 1984, 27: 77
- 47 Yadav R K S, Sagar R. 2002, preprint (astro-ph/0209048)
- 48 Meibom S, Andersen J, Nordström B. *A&A*, 2002, 386: 187
- 49 Nilakshi N, Sagar R. *A&A*, 2002, 381: 65
- 50 Stern R A, Schmitt J H M M, Kahabka P T. *ApJ*, 1995, 448: 683
- 51 Randich S, Pallavicini R, Meola G *et al.* *A&A*, 2001, 372: 862
- 52 Kholopov P N. *Soviet Astron.*, 1969, 12: 625
- 53 Danilov M, Matkin N V, Pyl'skaya O P. *Soviet Astron.*, 1985, 29: 621
- 54 Pandey A K, Mahra H S, Sagar R. *AJ*, 1990, 99: 617
- 55 Nilakshi N, Sagar R, Pandey A K. *A&A*, 2002, 383: 153
- 56 Leon S. *Dissertation*, Paris: Observatoire de Paris, 1998
- 57 Bergond G, Leon S, Guibert J. *A&A*, 2001, 377: 462
- 58 Combes F, Leon S, Meylan G. *A&A*, 1999, 352: 149
- 59 Grillmair C J, Freeman K C, Irwin M *et al.* *AJ*, 1995, 109: 2553
- 60 Leon S, Meylan G, Combes F. *A&A*. 2000, 359: 907
- 61 Leon S, Bergond G, Vallenari A. *A&A*, 1999, 344: 450
- 62 Mathieu R D. *Ph. D Thesis*. Berkeley: Univ. Cal. Berkeley, 1983

- 63 Oort J H, van Herk G. *Bulletin of the Astronomical Institute of the Netherlands*, 1959, 14: 299
- 64 Michie R W. *MNRAS*, 1963, 126: 499
- 65 McNamara B J, Sekiguchi K. *ApJ*, 1986, 310: 613
- 66 Binney J, Tremaine S. In: Ostriker J P ed. *Galactic Dynamics*, Princeton: Princeton Univ. Press, 1987: 37
- 67 de la Fuente Marcos R. *A&A*, 1997, 322: 764
- 68 Bica E, Santiago B X, Dutra C M *et al.* *A&A*, 2001, 366: 827
- 69 Bassino L P, Waldhausen S, Martínez R E. *A&A*, 2000, 355: 138
- 70 de la Fuente Marcos R, de la Fuente Marcos C. *Ap&SS*, 2002, 280: 381
- 71 Heggie D C. *MNRAS*, 1975, 173: 729
- 72 Kroupa P. *MNRAS*, 1995, 277: 1507
- 73 Mayor M, Queloz D. *Nature*, 1995, 378: 355
- 74 Street R A, Horne K, Lister T A *et al.* 2002, preprint (astro-ph/0208154)
- 75 Burke C J. 2002, preprint (astro-ph/0208305)
- 76 Bonnell I A, Smith K W, Davies M B *et al.* *MNRAS*, 2001, 322: 859
- 77 Jarrod R H, Michael M S. *AJ*, 2002, 565: 1251
- 78 Subramaniam A, Gorti U, Sagar R *et al.* *A&A*, 1995, 302: 86
- 79 Bhatia R, Hatzidimitriou D. *MNRAS*, 1988, 230: 215
- 80 Bhatia R, Read M A, Tritton S *et al.* *A&AS*, 1991, 87: 335
- 81 Leon S, Bergond G, Vallenari A. *A&A*, 1999, 344: 450
- 82 de Oliveira M R, Dottori H, Bica E. *MNRAS*, 1998, 295: 921
- 83 Fujimoto M, Kumai Y. *AJ*, 1997, 113: 249
- 84 Vallenari A, Bettoni D, Chiosi C. *A&A*, 1998, 331: 506
- 85 de Oliveira M R, Fausti A, Bica E *et al.* *A&A*, 2002, 390: 103
- 86 Bhatia R. *PASJ*, 1990, 42: 757
- 87 Sugimoto D, Makino J. *PASJ*, 1989, 41: 1117
- 88 Subramaniam A, Gorti U, Sagar R *et al.* *A&A*, 1995, 302: 86
- 89 Tavares M, Seitzer P, Lopez-Morales M M *et al.* *A&AS*, 1998, 193: 6701

Recent Developments on Studies of Open Clusters

Zu Zhongliang Zhao Junliang

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

Abstract

Studies on open clusters are of great significance for astronomy and astrophysics, for which distinct developments have been made recently in both observational and theoretical respects. In this paper, current research of open cluster is reviewed, and membership determination, basic parameters determination, evolution of cluster and cluster members, structure and dynamics of open cluster are also described in detail.

Key words astrophysics—open cluster—review—membership determination—X-ray—dynamical evolution