

疏散星团的近期研究进展(Ⅱ): 动力学和形成过程

石火明 赵君亮

(中国科学院上海天文台)

提 要

疏散星团动力学及形成过程的研究对于恒星动力学理论和银河系恒星形成理论具有重要意义。虽然疏散星团动力学问题还没有得到完全解决,但是通过理论(特别是 N 体模拟)和实际观测的结合研究,对于疏散星团的结构、内部运动和动力学演化已有了相当程度的认识和了解。有关疏散星团形成过程的研究理论和观测也都在进展之中。本文试就疏散星团动力学和形成过程的近期研究情况作一简要的介绍与评述。

一、疏散星团动力学

1. 疏散星团动力学的一般特征和研究途径

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,因而它的动力学研究需要很不相同的处理方法,这种研究也必定大大丰富我们关于星团动力学和恒星动力学的知识。

疏散星团的基本特征是作为小数目的恒星系统(典型星数 $N = 100 - 1000$),这给恒星动力学统计理论的应用造成了很大的困难。恒星系统的基本动力学时标包括^[1]: 穿越时间 t_{cr} , 即一颗典型恒星穿越整个系统范围所需时间; 弛豫时间 t_{rel} , 即恒星间通过能量交换而使系统趋于平衡所需时间; 以及演化时间 t_{evol} , 即恒星系统已经历的动力学演化时间。假定系统处于准稳定态,应用位力定理可得 t_{rel} 与 t_{cr} 之比为^[2]:

$$t_{rel}/t_{cr} = 0.02 \frac{N}{\ln(N/2)} \quad (1)$$

其中 N 为系统含有的恒星数目。对于大数目恒星系统,如球状星团 ($N \sim 10^6$), t_{cr} 远小于 t_{rel} , 这表明不规则力作用相对很小,即每次恒星间交会(encounter)只引起很小的速度改变,因而恒星动力学基本方程即玻尔兹曼方程

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \mathbf{v} \cdot \nabla f - \nabla \mathbf{v} \cdot \Delta r f = \left(\frac{\partial f}{\partial t} \right)_{enc} \quad (2)$$

中右边交会项 $(\partial f / \partial t)_{enc}$ 可以忽略。同时,球状星团的 t_{evol} 又远大于 t_{rel} , 球状星团早期可能还经历了剧烈弛豫^[2,3], 另外,球状星团在观测上表现出与宇宙中其他一些更大的球形系统(如巨大的椭圆星系)类似的光度分布律^[4], 这些都表明球状星团是充分弛豫的系统。因

此可以先从 Fokker-Planck 方程得到速度的稳定态解, 然后再由无交会项玻尔兹曼方程得出密度分布, 有关球状星团的这方面工作是很成功的, 例如著名的 King 模型^[5]。另一方面, 对于作为小数目恒星系统的疏散星团, 情形则完全不同。 t_{cr} 可与 t_{rel} 同量级, 甚至更大, 不规则力作用不能忽略, 玻尔兹曼方程中交会项必须一并考虑, 而这是非常困难的。同时, 疏散星团一般还明显地偏离球形对称, 一些很年轻的疏散星团可能没有足够的演化时间达到稳定态。上述诸种因素说明了为什么迄今还未能由恒星动力学统计理论(像球状星团那样)求得疏散星团的普遍动力学模型。

虽然 King^[11]指出理论上处理疏散星团动力学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, 并在其基础上加以修正, 但是迄今研究疏散星团动力学的行之有效的办法仍是数值化 N 体模拟。事实上, 我们关于疏散星团动力学演化的理论知识大多来自 N 体模拟, 很多作者进行了这种研究^[6-12]。在 N 体模拟中, 通过对 N 体问题运动方程的数值求积来跟踪星团成员的运动轨道, 并可对影响星团动力学演化的各种因素, 包括恒星间相互作用、银河系普遍潮汐力场、邻近星际云的潮汐激波、主序后星质量损失以及双星的生成和演化等, 进行实际的数值模拟。利用现代计算机和较完善的数据处理方法, 对于初始成员星数达 1000 的星团, 可在其整个演化期间内, 对其中的动力学演化过程进行跟踪和描述^[12]。

实际观测对于疏散星团的动力学研究也是非常重要和必要的。疏散星团的近距性(许多星团位于太阳附近 1kpc 内)为其观测研究提供了有利条件, 例如可以比球状星团更仔细地研究其中的小质量星和双星。实际观测提供了有关疏散星团的结构、内部运动、演化年龄和寿命等较丰富的资料。通过理论特别是 N 体模拟和实际观测的结合研究, 我们今天对于疏散星团的动力学性质和演化已经获得了相当程度的认识 and 了解。

2. 疏散星团的结构和内部运动

(1) 疏散星团的结构

星团的观测投影数密度分布为研究星团结构提供了重要的观测资料。一些观测和研究表明, 年龄较大的富疏散星团的投影数密度分布与球状星团并无明显差异。例如 Mathieu^[13,14]发现, 可以用多质量(multi-mass)King 模型很好地拟合 M11 和 M67 的投影密度分布。这里, 采用多质量 King 模型是因为疏散星团与球状星团相比有很宽的质量谱(从十分之几 M_{\odot} 到十几个 M_{\odot})。King 提出的投影密度的半经验拟合函数^[15]也可很好地应用于较大年龄的富疏散星团, 例如 King^[15]对 NGC188、NGC7789 和 M67, 以及 Leonard^[16]对 NGC2420 的有关研究等。考虑到这类疏散星团含有较多成员星且内部得到了较充分弛豫, 其动力学结构可能较接近球状星团的情况。

疏散星团在结构上普遍地表现出不同程度的质量分层效应, 即大质量恒星(较亮星)比小质量恒星(较暗星)具有更明显的向中心聚集趋势^[17]。按不同质量分组恒星的径向分布或累积径向分布、星团不同径向区域的局部光度函数或质量函数, 都可以用来显示这种质量分层效应。在各种不同年龄的星团中, 如毕星团^[18,19]、昴星团^[20]、M11 和 M35^[13,14]、NGC2420^[16]、M67^[21,22]和 NGC188^[21]等, 都发现了不同程度的质量分层。观测到的星团中双星比之单星具有更大的中心聚集趋势也是质量分层效应的体现^[20,23-25]。观测中发现星团中的较小

质量恒星间质量分层效应相对不很明显^[18-20], Mathieu^[17]指出, 银河系潮汐力场导致小质量恒星速度分布的截尾效应可能是这一现象的原因。对于星团质量分层现象, 传统上是内部弛豫导致能量均分来解释^[14,17], N 体模拟也证实了质量分层的必然出现^[12]。也有不少人指出星团的初始形成条件也是可能的影响因素^[18,26,27]。后文还将对质量分层与能量均分关系作进一步讨论。

疏散星团边缘区域的结构对于星团的动力学稳定性研究非常重要。Kholopov^[28]提出, 星团实际由团核(nucleus)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。Danilov等^[29]对星团内恒星分布的统计研究也证实存在着这种团核和团冕。Pandey等^[30]利用较差消光数据对多个年轻星团结构及稳定性的研究, 进一步确证了团冕的存在, 并发现团冕在银河系潮汐力场作用下仍是稳定的, 即实际测定的边界与由星团总质量确定的边界(理论潮汐半径 R_t ^[16])是吻合的。同时还得出结论: 团冕是星团固有的, 即在星团形成初期与团核同时诞生(弥漫星云中心区形成团核, 边缘区形成团冕), 从而否定了团冕是由团核中星逃逸形成的观点。理论潮汐半径 R_t 范围之外星团的观测更为困难, 但一些作者发现 R_t 外仍存在少数可能的自行成员^[18,20,31]。Pels等^[18]认为这些恒星可能已获得逃逸能量, 但还未在等势面上找到逃逸出口。但 Mathieu^[17]指出这些恒星也可能不属于星团本身而属于与星团成协的移动星群。另外, 很多因素(未观测到的小质量星、暗的恒星遗迹和未分辨双星等)也可能使得星团总质量估计偏低, 从而使得 R_t 值偏小。关于团冕的形状, 理论及数值模拟都表明银河系潮汐力场会使团冕变得扁平^[7,12,32], 实际中也观测到了这种团冕扁平现象的存在^[20,33,34], 不过实际情形与理论预期有出入^[12,17]。由于星团边缘区域还未能很好地探测, 现有数据对于团冕结构及演化的研究还很不充分, 因而扩充对冕区暗星的观测和成员判定非常必要, 而要做到这一点却并不容易^[14]。

(2) 星团的内部运动

随着自行和视向速度观测资料的积累和精度的提高, 近年来对于疏散星团内部运动学的研究在逐渐增多。目前自行资料在星团内部运动研究中更为有效, 因为虽然视向速度有较高的观测精度, 但自行提供了两个正交方向的运动分量, 其测定一般也不受双星轨道运动的影响, 特别是现有自行资料非常丰富。迄今已对许多疏散星团的内部运动进行了测定和研究, 如昴星团^[20,35,36]、毕星团^[19,37]、鬼星团^[38]、猎户星团^[39,40]、M11^[41]、M67^[22,42,43]和M35^[29,44]等。Sagar和Bhatt^[45]还就8个疏散星团的内部运动进行了系统的分析, 所求得的速度弥散度 σ_v 表明疏散星团的内部运动弥散较小。如Sagar和Bhatt^[45]对8个星团得到的典型 σ_v 值为 $2\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$, 其他大多在 $1\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ 左右。其中一些分别由自行和视向速度求得的 σ_v 值之间基本吻合, 根据动力学理论由星团总质量导出的 σ_v 与观测 σ_v 之间也是符合的^[17,19,44]。

速度弥散度 σ_v 与恒星质量 m 之间的相关性, 或者说速度的质量分层效应, 是星团动力学中的一个重要问题。理论上能量均分预言 σ_v 与 m 平方根成反比关系, 即 $\sigma_v \propto 1/\sqrt{m}$, 然而实际观测却普遍地得到了否定的结果。如McNamara等对于M11^[42]和M35^[29]内部运动的分析, 发现 σ_v 与 m 之间并不存在上述关系。Sagar和Bhatt^[45]在所研究的8个疏散星团中, 除一个星团之外, 每个星团按不同的 m 求得的 σ_v 值在误差范围内是不变的。Jones^[35,38]曾发现昴星团和鬼星团中 σ_v 与 m 之间存在着很异常的相关关系, 但McNamara和Sanders^[42]

指出这是因其自行数据的不等精度所造成的, 如果只限于其中的较高精度自行数据, 则 σ_v 与 m 并不表现出相关性。 $\sigma_v \propto 1/\sqrt{m}$ 关系不满足的事实似乎与理论上能量均分相矛盾, 因而质量分层与能量均分的关系就值得重新探讨。然而, 应该看到存在着很多因素会影响到星团的结构和内部运动, 如银河系潮汐力场、星际云碰撞以及星团形成初始条件的残余影响等^[13, 28, 46]。

很多作者还对星团内部运动速度的空间各向同性性质进行了观测与研究。一些人通过各种包含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比较, 发现考虑了各向异性的模型似乎与数据符合得很好^[13, 14, 46, 47]。但是 McNamara 和 Sekiguchi^[28]指出, 这种比较分析中一些隐含假定使所得出的结论令人怀疑, 特别是各向同性与各向异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还是极不充分的, 相应的成员判定也很差。对于速度空间各向同性性质的直接观测和研究(即对速度弥散度 σ_v 的切向分量 σ_{vt} 与径向分量 σ_{vr} 之间及其与径向距离 r 之间关系的测定研究)大多得出速度各向同性的结论。如 M35^[28]、猎户星团^[40]以及 Sagar 和 Bhatt^[45]所研究的 8 个星团中的 7 个星团, 都具有各向同性的内部运动。但是, Jones^[35]和 Van Leeuwen^[48]在昴星团及 Sagar 和 Bhatt^[45]在 NGC2516 中观测到的速度各向异性也是很明确的, 不过这种各向异性主要表现在星团外部区域。理论及 N 体模拟表明^[12, 49, 50], 在星团核区, 由于局部弛豫时标很短, 因而容易建立速度的各向同性, 而在星团冕区, 局部弛豫时标较长, 并且对从核区抛射出的小质量星来说径向运动占优势, 这就可能表现出速度分布的各向异性。另外, 银河系潮汐力场和星团自转效应也可能引起速度分布各向异性, 而星际云潮汐激波影响则有使速度分布各向异性减小的趋势。关于星团内部运动的各向同性或各向异性, 理论上和观测上的进一步研究是必要的, 特别是星团自行和视向速度的高精度观测资料的积累和团冕区域的准确成员判定。

3. 疏散星团的长时标演化与寿命

(1) 疏散星团的观测年龄分布和寿命

早已知道, 疏散星团的数目随年龄的增大而明显减少^[61], 这表明疏散星团的长时标动力学演化的最终结局是星团的完全瓦解。近些年来, 在新的更丰富的数据基础上, 很多人对疏散星团的年龄分布进行了测定和研究, 如 Wielen^[61]、Lyngå^[52]、Janes 和 Adler^[53]、Pandey 和 Mahra^[54]、Janes 等^[55]以及 Battinelli 和 Capuzzo-Dolcetta^[56]等的有关工作。假定疏散星团具有固定的产生率, 并且寿命与其形成时刻无关, 则可从观测年龄分布中导出星团的总体寿命。在进行这种统计分析中, 需要注意星团样本的选取, 特别是选择效应对于所选取星团样本完备性的影响, 因为随着距离(相对太阳)的增加这种选择效应的影响也增大^[61]。上述诸多作者对于疏散星团年龄分布和寿命及其与星团富度、线度和空间位置等的相关性进行了广泛的统计分析, 所得到的主要观测事实可概列如下:

(i) 总体寿命 各位作者推得的星团典型寿命一般为 $1-2 \times 10^8 \text{yr}$ ^[6, 52-55], 这里的典型寿命在不同文献中含义稍有不同, 或指半衰期, 或指平均寿命(指数衰减模型中的寿命参数)。需要注意的是, 在由观测年龄分布导出星团寿命时应排除不稳定的年轻星协的介入, 因此样本中不应包括极年轻的星团。

(ii) 寿命与富度 统计分析表明贫团的寿命明显地短于富团的寿命^[53-56]。例如 Janes

和 Adler^[53]对不同富度估计的星团寿命范围以 \log 表示为 7.28—9.60。Janes 等^[55]也发现年老星团的成员数目很少会少于 50 的, 而年龄小于 10^8yr 的星团中有很多这种贫困。

(iii) 寿命与空间位置 位于银河系不同区域的疏散星团, 其寿命也有所差异, 表现为随银心距离的增大, 星团的平均寿命增长^[52,56]。如 Janes 等^[55]对银盘内区(银心距 $R < 8.0\text{kpc}$)、太阳邻近区($8.0\text{kpc} < R < 9.0\text{kpc}$)和外区($R > 9.0\text{kpc}$)的统计分析就表明了这种相关性, 其中外区星团寿命为内区星团寿命的 2 倍左右。

(iv) 极年轻星团 如果将那些极年轻星团包含在样本中, 则由年龄分布导出的星团寿命要比未包括这些星团的相应值明显偏短(约 10^7yr ^[56])。同时, 在具有非常大的直径的星团中, 这种极年轻星团所占比例相当大^[56]。

(v) 年老星团 年老的星团, 其空间分布构成所谓“厚盘”结构, 即具有较大的平均银面距离, 其中很多星团还具有较大的直径^[55]。

关于疏散星团年龄分布和寿命的上述统计结果, 是任何疏散星团动力学理论以及银河系结构和演化理论所必须加以说明的。

(2) 疏散星团的长时标演化与瓦解

理论和 N 体模拟研究指出, 存在着很多因素影响到疏散星团的动力学演化, 并最终导致星团本身的瓦解。其中内部影响因素包括团内恒星的交会、主序后星的质量损失及双星的存在等。发生在两体、三体甚至多体间的恒星交会会不断地使一部分恒星获得足够能量而逃逸出星团^[9,12]; 主序后星的质量损失也将在很大程度上影响到星团的演化和寿命^[9,12]; 双星的生成和演化在星团动力学演化中发挥重要作用, 双星参与的交会和动力学抛射过程将加速星团恒星的逃逸^[9,12,57,58], 此外, 双星还在阻止星团核坍缩中发挥重要作用^[12,17]。外部影响因素包括银河系潮汐力场和附近星际云潮汐激波。银河系潮汐力场总是加速星团的瓦解。星际云则可分为标准氢云(standard HI clouds)和巨分子云两种^[17], 前者与星团的交会对星团寿命无甚影响; 而后者与星团的交会对星团来说后果是灾难性的, 不过这类事件发生的机会很少。

利用理论, 特别是 N 体模拟的研究结果, 可以对上面提到的有关疏散星团年龄分布和寿命的各主要观测事实作出较好的解释。Terlevich^[12] 分别就含有不同数目成员的星团模型进行的 N 体模拟表明, 初始成员数较少的星团($N = 250, 500$), 平均寿命约 $2 \times 10^8\text{yr}$, 而对初始成员数较多的星团($N = 1000$), 寿命延长至 $3.65\text{—}7.70 \times 10^8\text{yr}$, 表明富团确实比贫团具有更长的寿命, 星团的观测寿命也与 N 体模拟结果是符合的。

研究还表明, 对于给定总质量(或初始星数)的星团, 其演化寿命很大程度上将取决于星团线度大小。如线度过小, 则频繁的内部交会会招致星团的加快瓦解。而线度过大, 则星团在银河系潮汐力场中很不稳定, 特别是星际云潮汐激波对星团的瓦解作用明显增大^[6,18,12]。Wielen^[6]求得初始星数 $N = 500$ 的星团的最佳存活半径为 $1\text{—}2\text{pc}$ (半质量半径)。Terlevich^[12]求得 $N = 1000$ 的星团的相应结果为 $2\text{—}3\text{pc}$ (位力半径)。这里的结果与一些著名的老年星团如 M67 和 NGC188 的实际观测半径(约 2pc 左右^[21,22])似乎符合得极好。

Battinelli 和 Capuzzo-Dolcetta^[56]从包含那些极年轻星团的样本中推出了过短的星团寿命($\sim 10^7\text{yr}$), 他们指出, 任何逃逸机制都无法解释这种超短的寿命, 因此认为大量的这种

极年轻星团是引力非束缚性系统。观测到的相对很多的这种年轻星团具有很大的直径,也表明这些星团是引力不稳定的(可能具有正的总能量)^[55,56]。Mathieu^[59]对一些极年轻星团的视向速度的测定研究表明,他们事实上是一些非束缚系统,将在几百万年内趋于瓦解。至于很多具有较大直径的年老星团的存在,综合有以下两点原因:一是年老星团平均具有较大的银面距离,因而银河系潮汐力场作用减弱,特别是与巨分子云的交会大为减少(分子云主要集中在银道面附近);二是这些星团可能具有较大的初始总质量(或较多成员星数)。潮汐力场和潮汐激波影响的减弱似乎也是星团观测寿命随银心距离增大而增大的原因之一,因为随着银心距离的增大,星团的平均银面距离也增大。

综合理论和观测两方面的结果,从动力学稳定性和动力学演化角度看,通常所观测到的疏散星团事实上可分为三类:极年轻的非束缚系统,它们在动力学上是不稳定的,将在几百万年内趋于瓦解;年老的束缚星团,它们平均来说具有较大的银面距离;以及银盘中的束缚星团,典型寿命为 $1-2 \times 10^8 \text{yr}$ 。

二、疏散星团的形成过程

1. 疏散星团的形成及稳定性

恒星和星团的形成起始于分子云的坍缩。Burki^[60]指出,分子云的坍缩可以有自发和受激两种方式。自发坍缩起因于分子云内部某种热的、磁的或湍流的作用所引起的能量损失,而受激坍缩则是由于某种外力作用破坏了分子云原来的稳定性。存在着多种外来激发机制^[60]。银河系旋臂潮汐激波、分子云之间的碰撞、膨胀的 H II 区激波以及膨胀的超新星遗迹等对分子云所产生的压缩作用,都有可能引起分子云的坍缩和碎裂,从而导致恒星及星团的生成。很多观测证据都表明疏散星团形成于分子云中,事实上,射电和红外的直接观测证实了很多年轻星团与分子云的成协性^[60-65],例如著名的 ρOph 团目前仍然嵌在分子云中^[64,65]。

从分子云中诞生的恒星系统可能是引力束缚系统也可能是引力非束缚系统(gravitationally bound or unbound system),这取决于很多因素,其中分子云的恒星形成效率 SFE (the star formation efficiency)和气体驱离时间 T_g (the gas removal time)是两个最重要的参数。SFE 定义为恒星系统总质量 M_* 与母分子云总质量 M ($M = M_* + M_g$, M_g 为剩余气体总质量)之比^[66]:

$$\text{SFE} = M_*/(M_* + M_g) = M_*/M \quad (3)$$

SFE 反映了分子云质量转化成恒星质量的效率。气体驱离时间 T_g 是指分子云中恒星形成后的剩余气体被从恒星系统附近驱离开去所用的时间。很多研究^[68,69,68-74](包括分析研究和数值模拟)表明,如果恒星形成区的 SFE 过低、气体驱离过程过快,则所生成的恒星系统通常是引力非束缚系统(或不稳定系统),这是因为恒星的形成对于分子云本身是破坏性的,形成的恒星(主要是大质量星)所产生的恒星风、辐射压、H II 区及超新星爆发等,将使剩余气体受到加热并从附近驱离。如果母分子云中并没有足够质量的气体转化成恒星(即 SFE 较低),那么被驱离的气体会带走大量的质量,在这种质量损失很快的情况下,生成的恒星系统会具有正的总能量,因而不是不稳定的,

束缚系统(疏散星团)的形成问题是恒星和星团形成研究中特别关心的。一般来说,较高的 SFE 和较缓慢的气体驱离过程是有利于束缚星团的形成的。一些理论研究表明,如果分子云的瓦解是突发性的(即气体驱离时间 $T_g \ll$ 系统穿越时间 t_{cr}),那么生成束缚星团的临界 SFE 值要求达到 50% 左右,当分子云瓦解发生在约 3×10^6 yr 内时,临界 SFE 可降至 30% 左右^[66,68,69,71]。而如果气体的驱离是一个很缓慢的过程($T_g \gg T_{cr}$),则更低的 SFE(如 15% 左右)也可能保证束缚星团的形成^[66]。Elmegreen 和 Clemens^[70]及 Pinto^[72]还考虑了磁场在这一问题中所起的作用,研究表明相应的临界 SFE 可以降低。Verschueren 和 David^[73]就气体驱离对于星团的形成及引力稳定性的影响进行了较为普遍的分析研究。与以前的研究一般假定气体驱离过程中系统处于位力平衡不同,他们考虑了系统对于位力平衡的偏离甚至在位力平衡附近脉动的情形。对应着不同的气体驱离过程($T_g \ll t_{cr}$, $T_g \sim t_{cr}$, $T_g \gg t_{cr}$)和系统处在不同的动力学状态(系统对于位力平衡的各种偏离和脉动情况),保持所生成的恒星系统引力束缚性的临界 SFE 也将相应有所不同。除了内部过程外,外部因素对于束缚星团的生成也有影响,如银河系潮汐力场就限制了星团的线度不能过大(超过潮汐半径系统是不稳定的)。形成束缚星团的分子云的质量也有一定限制,如果一般地假定 10% 左右的临界 SFE,则由于疏散星团的质量通常小于几千个 M_\odot ,因此母分子云质量应在几万个 M_\odot 以下。由此看来,束缚星团主要形成于较小质量星云或巨分子云的核心区,过大质量的分子云可能形成非束缚恒星系统^[30,68,70]。

在实际观测方面,可通过观测恒星形成区内恒星和气体的质量来估计 SFE 值,不过这是很不容易的^[74]。一些观测所得到的 SFE 值一般从百分之几到百分之五十左右^[30,66,71,73,75-77]。对于著名的 ρ Oph 星云星团, Wilking 和 Lada^[71]估计 SFE 值在 40% 左右, Wilking 等^[65]最近的红外观测研究也表明其 SFE 值至少大于 22%,一般认为在 ρ Oph 区最终将诞生一个与昴星团类似的束缚星团^[65,68,71]。Pandey 等^[30]利用较差消光资料对 11 个年轻星团进行的有关研究发现,具有较大 SFE($>10\%$)的 6 个星团中至少有 4 个是束缚星团,而具有较低 SFE($<10\%$)的 5 个星团都是非束缚性的。同时他们还根据这些星团的较差消光值随年龄的变化,估计平均气体驱离时间 T_g 可能大于 10^6 yr。Leisawitz 等^[63]对于 34 个与年轻星团成协的分子云的研究,有关气体驱离过程快慢得到的结果有所不同。他们发现,与年龄大于 10^7 yr 的星团成协的分子云质量明显地小于与极年轻星团($<5 \times 10^6$ yr)成协的分子云质量,同时还观测到分子云平均以 $10 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 速度远离年轻星团。Battinelli 和 Capuzzo-Dolcetta^[58]据此指出,气体驱离过程在极年轻星团中已很活跃,并认为平均气体驱离时间在 10^7 yr 左右。

很多作者对于疏散星团中恒星形成的持续时间及过程进行了研究。Landolt^[78]和 Stauffer^[79]对昴星团的研究表明,其内部恒星形成是在约 10^8 yr 内的一种连续性过程。Herbst 和 Miller^[80]对 NGC3293 的研究也发现其中恒星形成是一个逐渐的过程。Sagar^[81]的有关研究得出年轻星团中恒星非同时形成的时间跨度为 10^7-10^8 yr。Duncan 和 Janes^[82]观测到的年轻星团中恒星 Li 丰度的变化,也说明星团中恒星形成具有较长的时间尺度。也有不少作者认为年轻星团中实际上可能发生了多次间隔的恒星爆发式形成事件,例如 Eggen 和 Iben^[83]借此解释了年轻星团中蓝离散星的成因。关于星团中各种质量恒星的生成顺序,不同研究者得出了不同的结论。Iben 和 Talbot^[84]、Williams 和 Cremin^[85]以及 Adams 等^[86]对年轻星团

中恒星年龄的研究发现存在着质量—年龄相关关系，由此提出了星团中不同质量恒星相继生成的概念：即许多小质量星的生成先于大质量星。他们同时还得出恒星产生率随时间而增大的结论。然而，Stahler^[87]及 Schroeder 和 Comins^[88]对上述观点提出了质疑，他们指出，这些作者所得到的质量—年龄相关性是由于不正确地将主序前星年龄赋给了那些已经到达主序的恒星，在作了相应的年龄改正后，并未发现任何质量与年龄的相关性。这说明不同时刻各种质量恒星生成的可能性是一样的，因此否定了小质量星先于大质量星生成的观点。他们的研究还表明，随着时间的变化，恒星产生率近似地保持不变。

疏散星团的形成过程的研究是一个非常复杂的问题，迄今还未能建立一种令人满意的较完善的理论，观测上更是有许多工作要做，特别是对于年轻恒星形成区中恒星和气体成份的质量分布和速度分布的直接观测(光学、红外和射电的)，这对于疏散星团的形成过程及早期动力学演化的研究是很关键的^[59,73]。

2. 与疏散星团形成有关的重要问题

(1) 疏散星团的形成与初始质量函数

初始质量函数(IMF)是有关恒星系统及银河系的形成和演化的一个重要基本参数。对于 IMF 的研究有助于揭示导致分子云中恒星形成的碎裂过程的本质。虽然已提出了一些关于 IMF 生成和演化的模型，但迄今仍没有一种可靠的理论^[89,90]。实际观测使我们对于 IMF 的性质有了很多的了解，在这方面疏散星团的作用是独特的，尤其是年轻的疏散星团提供了直接测定 IMF 的可能性。

IMF 的一个基本问题是其普适性，关于这一问题所作的大量研究工作并未得出明确的结论^[91]。Wilking 等^[65,71]近期对 ρ Oph 星云星团进行的 IMF 直接测定的结果值得注意，他们发现目前仍然嵌在星云中的 ρ Oph 团的 IMF 与场星 IMF 相比，中等质量的恒星相对贫乏。不过他们也指出这一观测结果可能存在某些不确定性。Rieke 等^[94]还对 ρ Oph 团中小质量恒星进行了研究，得到的初步结论是，IMF 将在十分之几个 M_{\odot} 处变平或折转，这表明非常小质量的恒星的生成受到抑制。

变化的 IMF 将对疏散星团的形成产生影响。Pandey 等^[92]的研究表明，恒星形成效率 SFE 是依赖于 IMF 的，当 IMF 斜率较陡时能够生成具有相对较高 SFE 的富团，同时较陡的 IMF 也有利于束缚星团的形成。

(2) 疏散星团在银河系恒星形成中的作用

在银河系恒星形成中疏散星团所发挥的作用是一个很有意义的问题，这里，银河系中疏散星团的产生率是一个基本参数。根据年轻星团的年龄分布可以导出目前的疏散星团产生率

| 参考文献序号 | $R(10^{-6}\text{kpc}^{-2} \cdot \text{yr}^{-1})$ |
|--------|--|
| [6] | 16 |
| [54] | 18 |
| [55] | 25 |
| [56] | 45 |
| [70] | 25 |
| [93] | 50 |

R , 很多作者做过这种工作^[6,54-56,70,93]。表 1 中列出了这些作者所得到的 R 值。

假定在过去的 10^{10}yr (银河系年龄)内疏散星团的产生率是固定的, 则根据估计出的 R 值和星团的平均质量可以计算出银盘中由疏散星团中生成的恒星占全部恒星的 比例。Janes 等^[55]利用他们的 R 值($0.25\text{kpc}^{-2}\cdot\text{Myr}^{-1}$)和平均星团质量 $300M_{\odot}$, 计算得在 10^{10}yr 内由疏散星团中生成恒星的银盘密度为 $0.75M_{\odot}\cdot\text{pc}^{-2}$, 这大约是 Bahcall^[94]给出的太阳附近恒星密度的 2%。如果我们取 Battinelli 和 Capuzzo-Dolcetta^[56]得到的较大 R 值($0.45\text{kpc}^{-2}\cdot\text{Myr}^{-1}$)和较大的星团平均质量 $500M_{\odot}$, 则上述比例也只上升至 6%。由此可见, 银盘中只有很少一部分恒星来自疏散星团, 而一般也认为绝大多数银盘恒星来自非束缚性恒星系统(如星协)^[80,95,96]。

参 考 文 献

- [1] King, I. R., in IAU Symp. No. 85, p. 139, (1980).
- [2] Saslaw, W. C., *Gravitational Physics of Stellar and Galactic Systems*, Cambridge University Press, (1985).
- [3] Lynden-Bell, D., *M. N. R. A. S.*, 136 (1967), 101.
- [4] 马 骥, 张 枚, 天文学进展, 9 (1991), 22.
- [5] King, I. R., *A. J.*, 71 (1966), 84.
- [6] Wielen, R., *Astron. Astrophys.*, 13 (1971), 309.
- [7] Wielen, R., in IAU Symp. No. 69, p. 119, (1975).
- [8] Wielen, R., in IAU Symp. No. 113, p. 449, (1985).
- [9] Aarseth, S. J. and Lecar, M., *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 13 (1975), 1.
- [10] Aarseth, S. J., *Bol. Acad. Nac. Cienc. Cordoba. Agent. Tomo*, 58, (1988), No. 3-4, 83.
- [11] Terlevich, E., Ph. D. Dissertation, Univ. Cambridge, England, (1983).
- [12] Terlevich, E., *M. N. R. A. S.*, 224 (1987), 193.
- [13] Mathieu, R. D., Ph. D. Dissertation, Univ. Cal. Berkeley, (1983).
- [14] Mathieu, R. D., *Ap. J.*, 284 (1984), 643.
- [15] King, I. R., *A. J.*, 67 (1962), 471.
- [16] Leonard, P. J., *A. J.*, 95 (1988), 108.
- [17] Mathieu, R. D., in IAU Symp., No. 113, p. 427, (1985).
- [18] Pels, G., Oort, J. H. and Pels-Kluyver, H. A., *Astron. Astrophys.*, 43 (1975), 243.
- [19] Gunn, J. E., Griffin, R. F., Griffin, R. E. and Zimmerman, B. A., *A. J.*, 96 (1988), 198.
- [20] van Leeuwen, F., Ph. D. Dissertation, Sterrewacht Leiden, (1983).
- [21] van den Bergh, S. and Sher, D., *Publ. David Dunlap Obsr.* 2, No. 7, (1960).
- [22] 田凯平, 赵君亮, 潘容士, 何燕萍, 天文学报(待发表).
- [23] Abt, H. A., *Ap. J.*, 241 (1980), 275.
- [24] Mathieu, R. D. and Latham, D. W., *A. J.*, 92 (1986), 1364.
- [25] Mathieu, R. D., Stefanik, R. D. and Latham, D. W., in IAU Symp., No. 88, p. 385, (1985).
- [26] McNamara, B. J. and Sekiguchi, K., *Ap. J.*, 310 (1986), 613.
- [27] Sagar, R., Myakutin, V. I., Piskunov, A. E. and Dluhnevskaya, D. B., *M. N. R. A. S.*, 234 (1988), 83.
- [28] Kholopov, P. N., *Sov. Astron.*, 12 (1969), 625.
- [29] Danilov, M., Matkin, N. V. and Pyl'skaya, O. P., *Sov. Astron.*, 29 (1985), 621.
- [30] Pandey, A. K., Mahra, H. S. and Sagar, R., *A. J.*, 99 (1990), 617.
- [31] Agekyan, T. A. and Belozerova, M. A., *Sov. Astron.*, 23 (1979), 4.
- [32] Aarseth, S. J., *Vistas Astron.*, 15 (1973), 13.
- [33] Oort, J. J., *Astron. Astrophys.*, 78 (1979), 312.
- [34] Gieseking, F. J., *Astron. Astrophys.*, 99 (1981), 155.
- [35] Jones, B. J., *A. J.*, 75 (1970), 563.
- [36] Liu, T., Janes, K. A. and Baria, T. M., *Ap. J.*, 377 (1991), 141.
- [37] Griffin, R. F., Gunn, J. E., Zimmerman, B. A. and Griffin, R. E. M., *A. J.*, 96 (1988), 172.
- [38] Jones, B. J., *A. J.*, 76 (1971), 172.
- [39] McNamara, B. J., *A. J.*, 81 (1976), 375.

- [40] van Altana, W. F., Lee, J. T. and Lee, J. F., *A. J.*, 95 (1988), 1745.
- [41] McNamara, B. J. and Sanders, W. L., *Astron. Astrophys.*, 54 (1977), 569.
- [42] McNamara, B. J. and Sanders, W. L., *Astron. Astrophys.*, 62 (1978), 259.
- [43] Girard, T. M., Grundy, W. M., Lopez, C. E. and van Altana, W. F., *A. J.*, 98 (1989), 227.
- [44] Leonard, P. J. T. and Merritt, D., *Ap. J.*, 339 (1989), 195.
- [45] Sagar, R. and Bhatt, C., *M. N. R. A. S.*, 236 (1989), 885.
- [46] Oort, J. H. and van Herk, G., *Bull. Astr. Inst. Neth.*, 14 (1959), 299.
- [47] Michie, R. W., *M. N. R. A. S.*, 126 (1963), 499.
- [48] van Leeuwen, F., in IAU Symp., No. 85, p. 157, (1980).
- [49] Spitzer, L., in IAU Symp., No. 69, p. 1, (1975).
- [50] Prata, S., *A. J.*, 76 (1971), 1017.
- [51] Oort, J. H., *Ric. Astron. Specoda Astron. Vatic.*, 5 (1958), 63.
- [52] Lyngå, G., *Astron. Astrophys.*, 109 (1982), 213.
- [53] Janes, K. A. and Adler, D., *Ap. J., Suppl.*, 49 (1982), 425.
- [54] Pandey, A. K. and Mahra, H. S., *Astrophys. Space Sci.*, 126 (1986), 167.
- [55] Janes, K. A., Tilley, C. and Lyngå, G., *A. J.*, 95 (1988), 771.
- [56] Battinelli, P. and Capuzzo-Dolcetto, R., *M. N. R. A. S.*, 249 (1991), 76.
- [57] Leonard, P. J. T. and Duncan, M. J., *A. J.*, 95 (1988), 222.
- [58] Leonard, P. J. T. and Duncan, M. J., *A. J.*, 99 (1990), 608.
- [59] Mathieu, R. D., *Highlights Astron.*, 7 (1986), 481.
- [60] Burki, G., in IAU Symp. No. 85, p. 169, (1980).
- [61] Leisawitz, D. T., Ph. D. Dissertation, Univ. Texas Austin, (1985).
- [62] Liu, T., Janes, K. A., Bania, T. M. and Phelps, R. L., *A. J.*, 95 (1988), 1122.
- [63] Leisawitz, D. T., Bash, F. N. and Thaddeus, P., *Ap. J. Suppl.*, 70 (1989), 731.
- [64] Rieke, G. H., Ashok, N. M. and Boyle, R. D., *Ap. J.*, 339 (1989), L71.
- [65] Wilking, B. A., Lada, C. J. and Young, E. T., *Ap. J.*, 340 (1989), 823.
- [66] Lada, C. J., Margulis, M. and Dearborn, D., *Ap. J.*, 285 (1984), 141.
- [67] Hills, J. G., *Ap. J.*, 235 (1980), 986.
- [68] Elmegreen, B. G., *M. N. R. A. S.*, 203 (1983), 1011.
- [69] Mathieu, R. D., *Ap. J.*, 267 (1983), L97.
- [70] Elmegreen, B. G. and Clemens, C., *Ap. J.*, 294 (1985), 523.
- [71] Wilking, B. J. and Lada, C. J., *Ap. J.*, 274 (1983), 698.
- [72] Pinto, F., *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 99 (1987), 105.
- [73] Verschuren, W. and David, M., *Astron., Astrophys.*, 219 (1989), 105.
- [74] Stecklum, B., *Astron. Nachr.*, 310 (1989), 375.
- [75] Elmegreen, D. M., in *Giant Molecular Clouds in the Galaxy*, ed. by P. M. Sdomen and M. G. Edmunds, Pergamon, New York, p. 231, (1980).
- [76] Elmegreen, D. M. and Elmegreen, B. G., *A. J.*, 84 (1979), 615.
- [77] Rengarajan, T. N., *Ap. J.*, 287 (1984), 671.
- [78] Landolt, A. U., *Ap. J.*, 231 (1979), 468.
- [79] Stauffer, J., *A. J.*, 85 (1980), 1341.
- [80] Herbst, W. and Miller, D. P., *A. J.*, 87 (1982), 1478.
- [81] Sagar, R., *Abastumani, Astrophys. Obs. Mt. Kanobili Bull.*, 59 (1985), 191.
- [82] Duncan, D. K. and Jones, B. F., *Bull. Am. Astron. Soc.*, 14 (1982), 866.
- [83] Eggen, O. J. and Iben, I., *A. J.*, 96 (1988), 635.
- [84] Iben, I. and Talbot, R. J., *Ap. J.*, 144 (1966), 968.
- [85] Williams, I. P. and Cremin, A. W., *M. N. R. A. S.*, 144 (1969), 359.
- [86] Adams, M. T., Strom, K. M. and Strom, S. E., *Ap. J. Suppl.*, 53 (1983), 893.
- [87] Stahler, S. W., *Ap. J.*, 293 (1985), 207.
- [88] Schroeder, M. C. and Comins, N. F., *Ap. J.*, 326 (1988), 756.
- [89] Zinnecker, H., *Highlights Astron.*, 7 (1986), 489.
- [90] Zakharova, P. E., *Astron. Nachr.*, 310 (1989), 127.
- [91] 石火明, 赵君亮, *天文学进展*, 10 (1992), 22.
- [92] Pandey, A. K., Paliwal, D. C. and Mahra, H. S., *Ap. J.*, 362 (1990), 165.
- [93] van den Bergh, S., *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 93 (1981), 712.

- [94] Bahcall, J. N., *Ap. J.*, 276 (1984), 169.
[95] Roberts, M. S., *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 69 (1957), 59.
[96] Miller, G. E. and Scalo, M., *Ap. J. Suppl.*, 41 (1979), 513.

(责任编辑 刘金铭)

Recent Developments on Studies of Open Clusters (Ⅱ): Dynamics and Formation Process

Shi Huoming Zhao Junliang
(Shanghai Observatory, Chinese Academy of Sciences)

Abstract

Studies of the dynamics and formation process of open clusters are of great significance for stellar dynamics and star formation in the Galaxy. The dynamics of open clusters is a problem which has not been solved completely. However, by combination of theoretical work, especially N-body simulations, and observational examination, a very good knowledge of the structure, internal kinematics, and dynamical evolution of open clusters has been obtained. Research of the formation process of open clusters is also in progress recently both theoretically and observationally. In this paper, developments on studies of the dynamics and formation process of open clusters are briefly described and reviewed.