

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2013.02.05

# 星团质量分层的探索途径

尔昕悦<sup>1,2</sup>, 江治波<sup>1</sup>, 傅燕宁<sup>1</sup>

(1. 中国科学院 紫金山天文台, 南京 210008; 2. 中国科学院大学, 北京 100049)

**摘要:** 星团质量分层是指质量较大的恒星趋于向团中心集聚, 而质量较小的恒星更多地分布在星团的外围部分。研究质量分层对理解星团的动力学演化规律以及约束大质量恒星的形成条件有重要意义。质量分层的探索无统一方法, 往往因作者而异, 但大体上可分为两条途径: 即按不同天区探究成员星的质量分布, 或者按不同质量范围探究成员星的空间分布。对常用的具体方法做了简单介绍和比较式讨论, 并探讨了它们的适用范围。

**关 键 词:** 星团; 质量分层; 数据分析

**中图分类号:** P154.1      **文献标识码:** A

## 1 引 言

大体而言, 质量分层是指星团中不同质量的恒星存在不同的分布。所谓“不同的分布”, 既可以指空间的不同分布, 即质量较大的恒星的中心聚度较大, 也可以指速度的不同分布, 即质量较大的恒星的速度弥散度较小<sup>[1]</sup>。本文主要讨论前者。在银河系内的嵌埋星团<sup>[2]</sup>、疏散星团<sup>[3,4]</sup>、球状星团<sup>[5]</sup>以及河外星团<sup>[6-8]</sup>中均发现了此类现象。

质量分层的成因至今尚无定论, 一般将其归结为动力学质量分层和原初质量分层两大类。动力学质量分层理论认为, 伴随星团演化, 质量较大的恒星不断地将动能传递给质量较小的恒星, 其自身则逐步向团中心集聚<sup>[9]</sup>。模拟研究证实, 在充分演化后星团将发生动力学的质量分层<sup>[10-14]</sup>。有些工作还表明, 星团初始时刻的亚结构程度<sup>[15-17]</sup>和位力化程度<sup>[18]</sup>都会影响团内成员星间动能传递的进程, 有时可以极大地缩短其时标, 这意味着年轻星团同样可能出现动力学质量分层。原初质量分层理论认为, 质量分层可以是星团初始时刻有关性质的反映。具体说来, 质量较大的恒星可能是通过竞争吸积<sup>[19,20]</sup>或并合<sup>[21,22]</sup>等机制形成的, 而星团中心较密集的气体 and 原恒星更有助于这些机制发挥作用, 因此才出现了原初质量分层。综上所述, 研究质量分层对理解星团的动力学演化规律以及约束大质量恒星的形成条件有重要意义。

收稿日期: 2012-11-20; 修回日期: 2012-12-27

资助项目: 国家自然科学基金 (10833001, 10873037, 11071011)

星团质量分层的探索并无统一的方法, 往往因作者而异, 但大体上可分为两条途径。一是按不同天区探究成员星的质量分布。此类方法先将星团沿径向分成若干天区, 再考察不同天区内成员星的质量函数、光度函数或恒星平均质量等的异同。使用此类方法时, 若星数较少, 一般将星团分成两个天区, 以半质量半径、半光度半径或中位半径<sup>①</sup>等特征半径当做两个天区的界限; 若星数较多, 应将星团分成多个环形天区, 以便进行更细致的研究。值得一提的是, 因为此类方法只要求所划分天区之间的径向范围具有明显差异, 所以对星团中心的定位精度要求不高, 故而能够避免观测或模拟研究中由于星团中心难以确定所带来的困难<sup>[23]</sup>。另一途径是按不同质量范围探究成员星的空间分布。此类方法先将成员星按质量的大小进行分组, 再考察不同组成员星的径向面数密度轮廓<sup>[24, 25]</sup>、中位半径<sup>[26]</sup>、最小生成树长度<sup>[27]</sup>或平均距离<sup>[28]</sup>等的异同。需要强调的是, 当恒星样本数较小时, 径向面数密度轮廓及其它反映恒星空间分布的特征量的确定将受到来自统计涨落效应的很大影响, 因此不宜简单地由比较两个不同质量范围恒星的空间分布得出星团是否存在质量分层的结论, 综合分析多个质量范围恒星空间分布的异同才能得到比较可靠的结论。

依照上述两种途径, 本文对几种常见的描述星团质量分层的方法进行了梳理, 结合实例对它们做了简要的介绍和比较, 探讨了它们的特点及适用范围。

## 2 按不同天区探究成员星的质量分布

### 2.1 质量函数法

当星团存在质量分层时, 中心区域大质量恒星的比例比较大, 这将使不同天区的质量函数 (MF) 有所差别。为能细致地刻画这种差别, 可对 MF 进行拟合, 但要注意以下两个方面的问题。第一, MF 是分段函数<sup>[29, 30]</sup>。这要求在拟合之前确定各质量段的分界点。模拟研究中可根据所设定的星团整体的 MF 来确定分界点; 而观测中往往要先做出 MF 的图像, 再从中确定分界点, 这增加了数据处理中的随意性。此外, 对分段的 MF 而言, 若只对质量较大的恒星进行拟合, 则不能全面反映分层情况; 若对每段恒星都拟合, 又会使质量分层的标准复杂化。第二, 质量较大的恒星通常比较稀少。设在  $0.5M_{\odot} \sim 45M_{\odot}$  范围内, MF 具有  $m^{-2.3}$  的形式<sup>[31]</sup>,  $m$  表示恒星质量, 计算可得质量大于  $8M_{\odot}$  的恒星仅占总数的 2%。这种极不均匀的分布会使拟合结果产生较大的涨落, 即使采用每个质量区间的恒星个数相等的拟合方法<sup>[32]</sup>, 也不能完全消除其影响。

质量函数法是研究质量分层最直接的方法。而且 MF 与恒星形成、星团演化理论联系密切, 便于对质量分层的意义做进一步探讨<sup>[33]</sup>。但恒星质量不易直接由观测得到, 在由视星等推算恒星质量的过程中也存在不确定性<sup>[34]</sup>。

### 2.2 光度函数法

对一确定的星团, 可认为其成员星有相同的距离与消光。星团成员星绝大多数为主序星,

<sup>①</sup>中位半径是指在该半径之内的恒星成员数占星团全体成员星数的一半。

而主序星的质光关系基本上是单调的,光度较大的恒星质量也较大。这意味着星团中视星等较小的恒星往往质量较大。因此,可以以光度函数(LF)替代 $MF^{[35,36]}$ 。此处以 Hillenbrand 对 Orion Nebula Cluster(ONC) 的观测数据为例<sup>[37]</sup>,对此法做简要说明。该文中的星表不但包含了恒星的位置与光度,还包含了部分恒星(约 1000 颗)的成员星概率及质量等信息。本文将星表中成员星概率大于 70% 且中心距小于 20' 的恒星视为 ONC 的成员星。

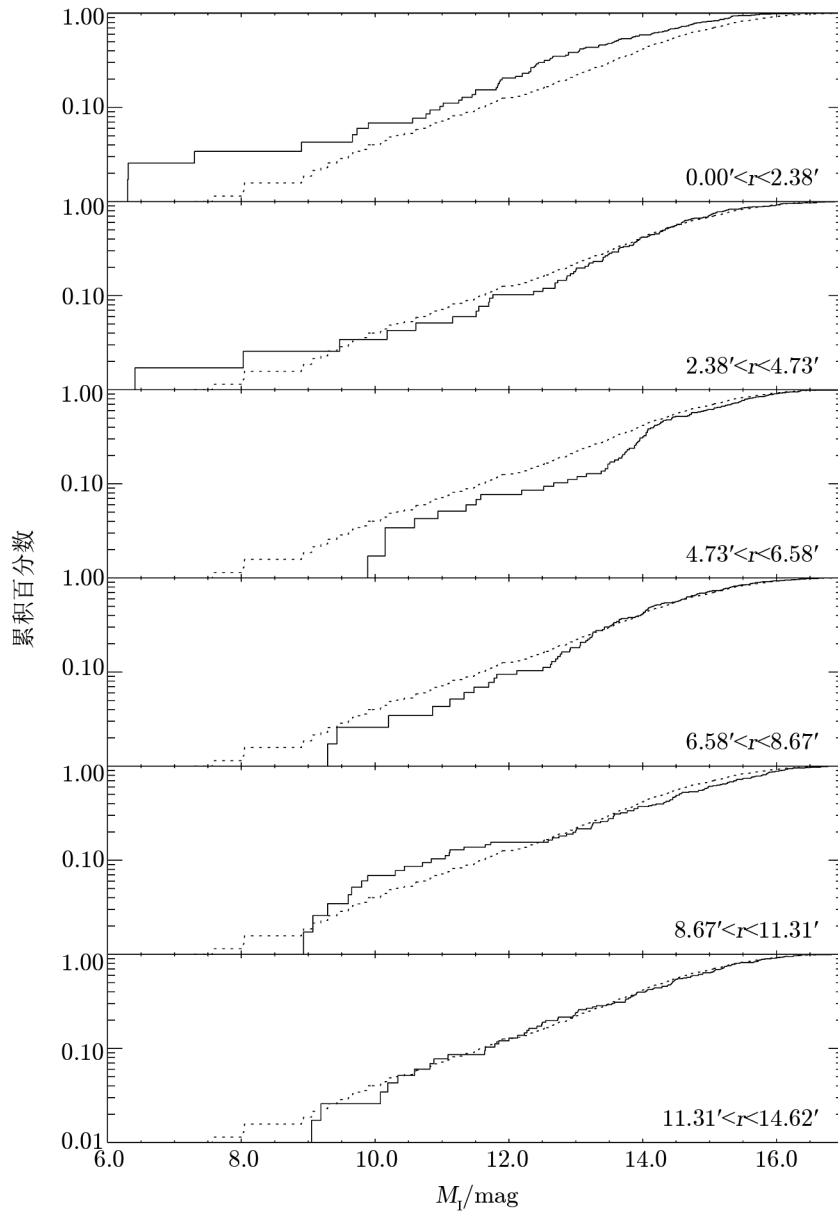


图1 ONC 的不同环形天区的光度函数图

实线表示各天区内成员星的光度函数,点线表示全体成员星的光度函数。

我们先将 ONC 分成 6 个环形天区, 再以累积百分比 (CF) 的形式作出各天区的累积 LF(见图 1 中实线), 作为参照, 每幅小图中还画出了全体成员星的 LF(见图 1 中点线)。在划分天区时发现, 若各环形天区的宽度取相同的值, 可能会使某天区内恒星个数过少以致缺乏统计意义。因此, 我们设定每个天区内的恒星个数是相同的, 均在 120 颗左右。结果发现最中心天区内恒星的 CF 始终比全体成员星的 CF 大, 表明该天区内质量较大的恒星所占的比例更大。其他天区内恒星的 LF 和全体成员星基本一致。此图不但证实了该星团存在质量分层, 也表明那些使星团呈现质量分层的质量较大的恒星主要集中在  $r \approx 2.4'$  ( $r$  表示成员星的中心距) 以内的天区里。

### 2.3 恒星平均质量法

另一常用的表征成员星质量分布的量是恒星平均质量 ( $\langle M \rangle$ ), 某天区内质量较大的恒星越多,  $\langle M \rangle$  就越大。可以以全体成员星的平均质量为单位对不同天区的  $\langle M \rangle$  进行无量纲化, 得到  $\langle M' \rangle$ , 当  $\langle M' \rangle$  大于 1 时, 该天区内质量较大的恒星较多。图 2 为 ONC 的  $\langle M' \rangle - r$  图 (天区的划分与图 1 完全相同)。发现中心天区的  $\langle M' \rangle$  比较大, 在约  $2.4'$  以内能达到 2, 其余环形天区的  $\langle M' \rangle$  值都较为接近或小于 1。该星团的  $\langle M' \rangle$  在某处存在截断, 这和 NGC 884 是相似的<sup>[38]</sup>。值得注意的是, 有些星团中  $\langle M' \rangle$  沿径向距离存在梯度变化, 如 NGC 6530<sup>[38]</sup>, NGC 6642<sup>[39]</sup>。

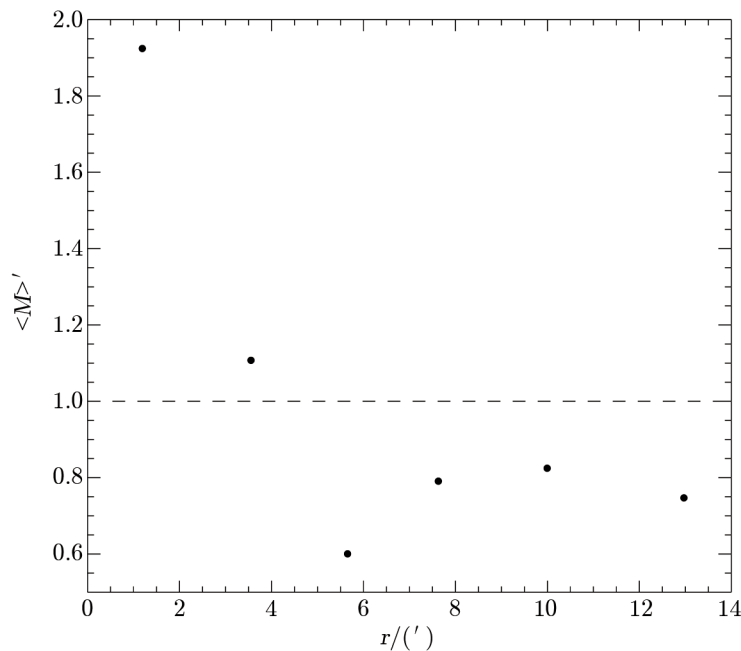


图 2 ONC 的  $\langle M' \rangle - r$  图

水平的虚线表示  $\langle M' \rangle = 1$ 。

我们使用蒙特卡洛方法产生了一个非质量分层的模拟星团。星团半径设为  $1'$ , 包含 1000 颗成员星, 它们的径向距离与质量无关。图 3 为该星团的  $\langle M' \rangle - r$  图。由于成员星的分布总存在一定的随机涨落, 因此各天区的  $\langle M' \rangle$  在 1 附近上下波动, 但不足以构成有物理意义的质量

分层。

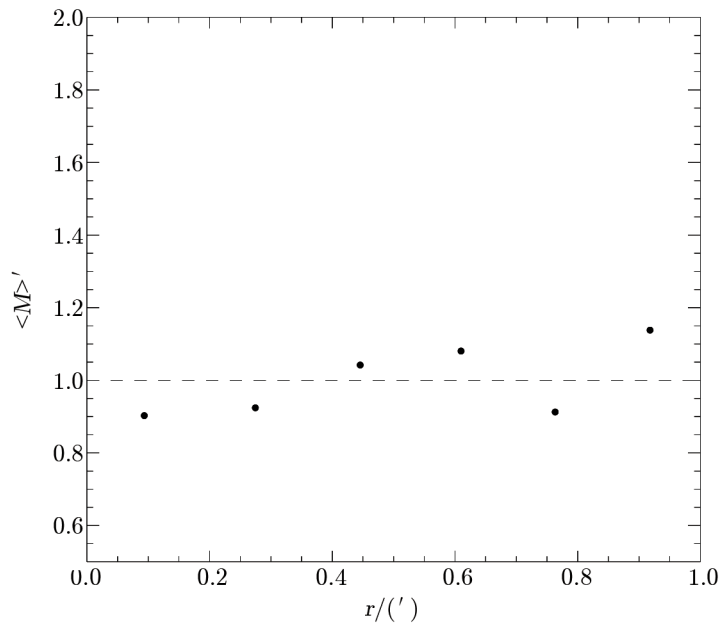


图3 非质量分层星团的  $\langle M \rangle$ - $r$  图  
水平的虚线表示  $\langle M \rangle = 1$ 。

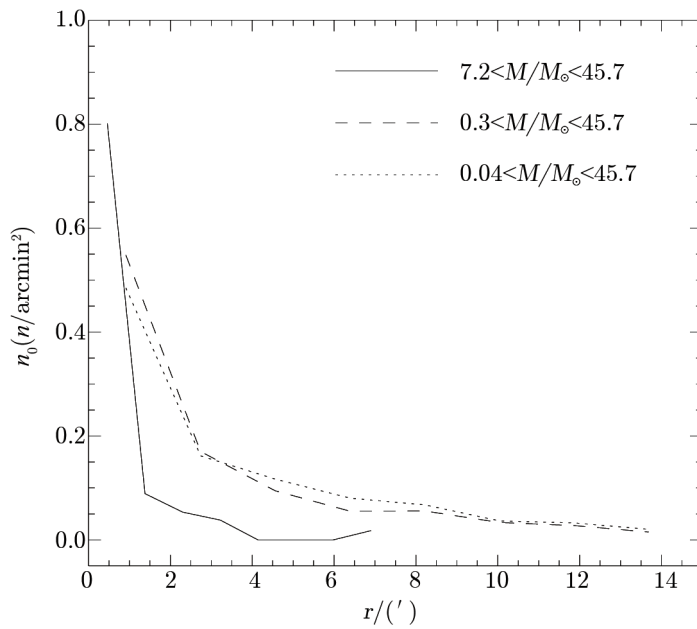
与 MF、LF 相比,  $\langle M \rangle$  存在两个优势。首先, 它是一个具体的标量, 与成员星的 MF、LF 的具体形式、是否分段无关。其次, 便于操作, 使用 LF 时需要画若干个直方图, 而使用  $\langle M \rangle$  时仅需一幅图。这些优势使此法在模拟研究中得到了广泛的应用<sup>[10,13,40]</sup>。但需注意, 即使在每个天区内成员星个数相同的情况下, “平均值”有时也不一定是合适的统计量<sup>[41]</sup>, 如当某天区内存在一两颗质量特别大的成员星时,  $\langle M \rangle$  可能会突然增大。

### 3 按不同质量范围探究成员星的空间分布

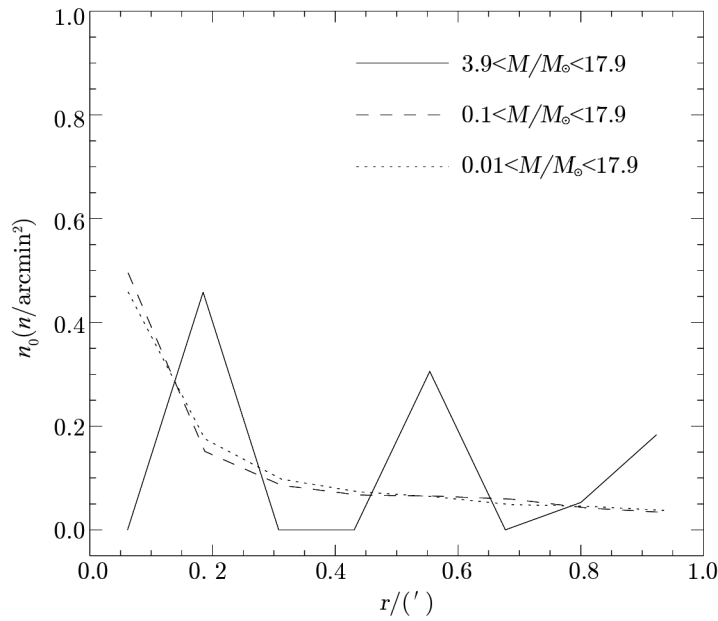
#### 3.1 径向面数密度轮廓法

星团存在质量分层时, 不同质量范围的成员星的空间分布是不同的。图 4 使用径向面数密度轮廓考察了 ONC 中两组不同质量范围的成员星的空间分布。图 4 中实线为质量最大的 7 颗成员星的  $n_0$ - $r$  图,  $n_0$  表示归一化面数密度。与全体成员星的  $n_0$ - $r$  相比 (图 4 中点线), 发现这 7 颗成员星的中心聚度较大, 均在约  $7'$  以内的区域。图 4 中虚线为质量最大的前 50% 的成员星  $n_0$ - $r$  图, 它们的空间分布和全体成员星是相似的。

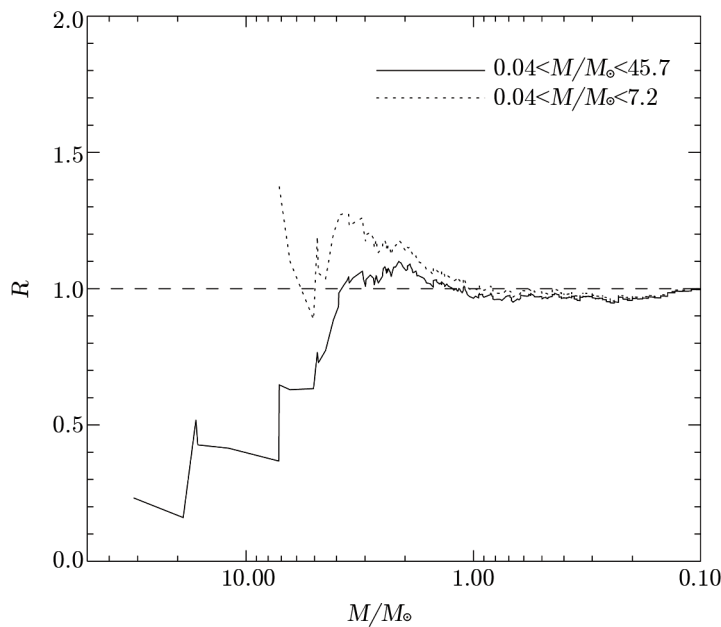
对非质量分层的模拟星团, 我们同样考察了两组不同质量范围的成员星的空间分布 (见图 5)。质量最大的 10 颗成员星 (见图 5 中实线) 分布在距团中心约  $0.2'$ ,  $0.5'$ ,  $0.9'$  附近的环形天区内, 与全体成员星相比 (见图 5 中点线) 它们的分布更分散一些。质量最大的前 50% 的成

图4 ONC 中不同质量范围的恒星的  $n_0$ - $r$  图

员星 (见图 5 中虚线) 的分布和全体成员星是差不多的。

图5 非质量分层星团中不同质量范围的恒星的  $n_0$ - $r$  图

径向面数密度轮廓可能不具有统一形式, 因为不同的作者往往会选择不同的模型, 如  $\frac{1}{r}$

图6 ONC的 $R$ -质量标准图

水平的虚线表示 $R = 1$ 。

模型<sup>[36]</sup>、 $\frac{1}{r^k}$ 模型<sup>[35, 38]</sup> ( $k$ 为一待定系数)、king模型<sup>[42-44]</sup>等, 还有作者用不同的模型对不同质量范围的恒星分别进行拟合<sup>[45]</sup>。因此拟合径向面数密度轮廓时, 应从多种模型中选择最恰当的一组。

### 3.2 中位半径法

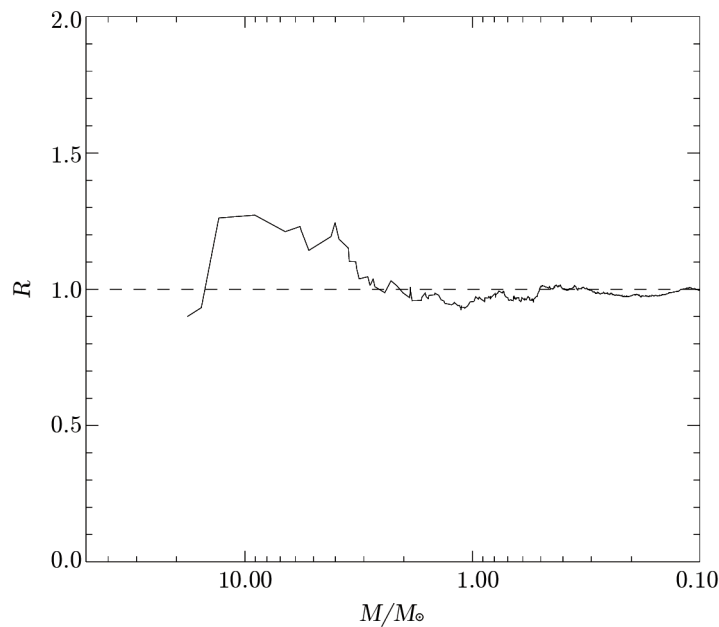
当某质量范围内的成员星的中位半径与全体成员星的中位半径之比小于1时, 可以认为该质量范围内的成员星的中心聚度更大。与径向面数密度轮廓法相比, 此法操作简便易于定量, 在恒星分组确定后, 星团的质量分层状况即为一具体的标量。

### 3.3 最小生成树长度法与平均距离法

最小生成树长度法是由Allison等人<sup>[27]</sup>提出的, 后有其他研究者对其做了改进<sup>[17, 46]</sup>。此法原理和中位半径法相似, 不同之处在于以最小生成树长度之比( $\Lambda$ )取代中位半径之比。这种方法不再依赖星团中心的确定, 但当星数较多时需要大量的计算。有作者发现平均距离之比( $R$ )与 $\Lambda$ 有较强的相关性且计算大为简化<sup>[28]</sup>。这里我们以 $R$ -质量标准图来考察星团的质量分层状况(见图6)。

如前所述, 同一星团中不同质量范围的成员星的中心聚度可能不同, 所以当分组恒星所设定的质量标准不同时,  $R$ 值会发生变化。图6中实线是以ONC中全体成员星为样本的 $R$ -质量标准图, 发现该星团中仅几颗质量较大的恒星向中心集聚。试验表明, 将质量最大的7颗恒星去除以后, 星团就不存在明显的质量分层现象(见图6中点线)。

图7是非质量分层星团的 $R$ -质量标准图。该星团的 $R$ 值始终未出现明显小于1的情况,

图 7 非质量分层星团的  $R$ -质量标准图

水平的虚线表示  $R = 1$ 。

尤其对质量较大的恒星。这说明该星团不存在质量分层现象。

在使用  $R$ -质量标准图时,从某种意义上讲,是通过  $R$  的趋势来判断星团的质量分层状况,这在客观上降低了对单个  $R$  的精度要求,因此图 6 和图 7 中均未标出  $R$  的误差。正确求解测点的精度以及设定合理的阈值将使我们能够区分有物理意义的质量分层和由随机涨落引起的伪质量分层<sup>[28]</sup>。

## 4 结 论

本文对常用的探索星团质量分层的途径进行了梳理,一类是按不同天区探究成员星的质量分布,另一类是按不同质量范围探究成员星的空间分布(见表 1)。应当指出,这种分类不是绝对的。如光度函数(LF)法中,在确定每个天区的 LF 时,要对该天区内成员星按视星等大小再进行分组;再如径向面数密度轮廓法中,在作出某质量范围成员星的  $n_0-r$  图时,要对这些恒星再进行天区的划分。此外还应指出的是,本文所讨论的方法均为以成员星的位置信息来探究质量分层,而在模拟研究和部分观测工作中,可获得成员星的速度信息,此时应考察成员星的速度弥散度与质量的关系<sup>[17, 36, 47-49]</sup>。对一个存在质量分层的星团而言,当其成员星的速度弥散度的平方与质量存在负相关关系时,可以定量地判定其质量分层是动力学的。

通过两种途径分别探究星团质量分层状况,有助于全面把握质量分层,这里仅从动力学角度对此进行说明。首先,同一个星团的不同天区的弛豫时标可能差别很大<sup>[50-52]</sup>,对一些较



表1 各方法优劣势之比较表

	是否需要 划分天区	是否需要 划分质量范围	是否 易于量化	团中心确定 误差的影响
质量函数法	是	否	否	无
光度函数法	是	否	否	无
恒星平均质量法	是	否	是	无
径向面数密度轮廓法	否	是	否	有
中位半径法	否	是	是	有
最小生成树长度法	否	是	是	无
平均距离法	否	是	是	无

年轻的星团, 尽管其整体尚未达到动能均分的状态, 但其中心部分可能已经弛豫而使整个星团呈现质量分层<sup>[47]</sup>。可见, 探究不同天区成员星的质量分布, 有助于理解不同天区的动力学状态。其次, 质量较大的恒星向中心聚集得更快<sup>[15, 26, 53-55]</sup>, 若将质量大于某一临界值的成员星去掉以后, 星团原本呈现的质量分层可能消失。理论上讲, 临界值可以比星团中质量最小的恒星还小, 即任何质量范围内的成员星都存在质量分层, 这是一些年老的球状星团的质量分层样式; 临界值也可以比星团中质量最大的恒星还大, 即任何质量范围内的成员星都不存在质量分层, 这可能是一些年轻的嵌埋星团未能呈现质量分层的原因。探究临界值, 即存在质量分层的成员星的质量范围, 可以帮助我们估计星团的动力学年龄。

采用哪种方式描述质量分层应结合工作需要。模拟研究中, 通常会考察质量分层状况随时间的演化, 因此需处理的数据较多, 恒星平均质量法和平均距离法是不错的选择。而观测中, 因只需分析单个星团的当前状况, 可以并应当进行更细致的研究, 光度函数法和径向面数密度轮廓法显得更具优势。

## 致谢

感谢两位审稿专家的宝贵建议, 他们的工作令本文较初稿有了很大改进。

## 参考文献:

- [1] 赵君亮. 天文学进展, 2007, 25: 338
- [2] Lada C J, Lada E A. ARA&A, 2003, 41: 57
- [3] Elmegreen B G, Efremov Y, Pudritz R E, et al. Protostars and Planets IV. Mannings V, Boss A P, Russell S S, eds. Tucson: Arizona Univ Press, 2000: 179
- [4] Bonatto C, Bica E. A&A, 2005, 437: 483
- [5] 赵君亮. 天文学进展, 2008, 26: 257
- [6] Fischer P, Pryor C, Murray S, et al. AJ, 1998, 115: 592
- [7] de Grijs R, Johnson R A, Gilmore G F, et al. MNRAS, 2002, 331: 228
- [8] Kerber L O, Santiago B X. A&A, 2006, 452: 155
- [9] Spitzer L. ApJ, 1969, 158: L139

- [10] Terlevich E. *MNRAS*, 1987, 224: 193
- [11] Kroupa P. *MNRAS*, 1995, 277: 1572
- [12] de la Fuente Marcos R. *A&A*, 1995, 301: 407
- [13] Giersz M, Heggie D C. *MNRAS*, 1996, 279: 1037
- [14] de la Fuente Marcos R. *A&A*, 1997, 322: 764
- [15] McMillan S, Vesperini E, Portegies Zwart S F. *ApJ*, 2007, 655: L45
- [16] Allison R J, Goodwin S P, Parker R J, et al. *ApJ*, 2009, 700: 99
- [17] Yu J C, de Grijs R, Chen L. *ApJ*, 2011, 732: 16
- [18] Olczak C, Spurzem R, Henning Th. *IAUS*, 2011, 271: 389
- [19] Bonnell I A, Bate M R, Clarke C J, et al. *MNRAS*, 1997, 285: 201
- [20] Bonnell I A, Bate M R. *MNRAS*, 2006, 370: 488
- [21] Murray S D, Lin D N C. *ApJ*, 1996, 467: 728
- [22] Bonnell I A, Bate M R, Zinnecker H. *MNRAS*, 1998, 298: 93
- [23] Portegies Zwart S F, McMillan S, Gieles M. *ARA&A*, 2010, 48: 431
- [24] Lada E A, DePoy D L, Evans J H, et al. *ApJ*, 1991, 371: 171
- [25] Zhao J L, Chen L, Wen W. *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics*, 2006, 4: 435
- [26] Vesperini E, McMillan S, Portegies Zwart S F. *Ap&SS*, 2009, 324: 277
- [27] Allison R J, Goodwin S P, Parker R J, et al. *MNRAS*, 2009, 395: 1449
- [28] Er X Y, Jiang Z B, Fu Y N. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 2013, 13: 277
- [29] Scalo J. *The Stellar Initial Mass Function*. ASP Conference Series. Gilmore G, Howell D, eds. San Francisco: BookCrafters, 1998, 142: 201
- [30] Kroupa P. *MNRAS*, 2001, 322: 231
- [31] Salpeter E. *ApJ*, 1955, 121: 161
- [32] Apellániz M, Úbeda L. *ApJ*, 2005, 629: 873
- [33] Trenti M, Vesperini E, Pasquato M. *ApJ*, 2010, 708: 1598
- [34] Gouliermis D, Keller S C, Kontizas M, et al. *A&A*, 2004, 416: 137
- [35] Kontizas M, Hatzidimitriou D, Bellas-Velidis I, et al. *A&A*, 1998, 336: 503
- [36] Chen L, de Grijs R, Zhao J L. *AJ*, 2007, 134: 1368
- [37] Hillenbrand L A. *AJ*, 1997, 113: 1733
- [38] Sagar R, Myakutin V I, Piskunov A E, et al. *MNRAS*, 1988, 234: 831
- [39] Balbinot E, Santiago B X, Bica E, et al. *MNRAS*, 2009, 396: 1596
- [40] Pasquato M, et al. *ApJ*, 2009, 699: 1511
- [41] Bonnell I A, Davies M B. *MNRAS*, 1998, 295: 691
- [42] King I R. *AJ*, 1962, 67: 471
- [43] King I R. *AJ*, 1966, 71: 64
- [44] Nürnberger D E A, Petr-Gotzens M G. *A&A*, 2002, 382: 537
- [45] Jiang Z B, Yao Y Q, Yang J, et al. *ApJ*, 2002, 577: 245
- [46] Olczak C, Spurzem R, Henning Th. *A&A*, 2011, 532: A119
- [47] Hillenbrand L A, Hartmann L. *ApJ*, 1998, 492: 540
- [48] Pang X Y, Grebel E K, Altmann M. *IAUS*, 2010, 266: 24
- [49] Zocchi A, Bertin G, Varri A L. *A&A*, 2012, 539: A65
- [50] Spitzer L, Hart M H. *ApJ*, 1971, 164: 399
- [51] Lightman A P, Shapiro S L. *ApJ*, 1977, 211: 244
- [52] Spitzer L. *Dynamical Evolution of Globular Clusters*. Princeton: Princeton Univ Press, 1987: 68
- [53] Inagaki S, Saslaw W C. *ApJ*, 1985, 292: 339
- [54] Binney J, Tremaine S. *Galactic Dynamics*. Princeton: Princeton Univ Press, 1987: 420
- [55] Chernoff D F, Weinberg M D. *ApJ*, 1990, 351: 121

## Study on Description Methods of Mass Segregation of Star Clusters

ER Xin-yue<sup>1,2</sup>, JIANG Zhi-bo<sup>1</sup>, FU Yan-ning<sup>1</sup>

(1. Purple Mountain Observatory, Chinese Academy of Sciences, Nanjing 210008, China; 2. University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China)

**Abstract:** Mass segregation means that the higher-mass stars are preferably found in the center of a cluster, whereas the lower-mass stars in the outer region. Studying mass segregation can help us to understand the dynamical evolution of clusters and constrain initial conditions of massive stars. There are a few different methods of probing mass segregation (or luminosity segregation when the masses of member stars are not available). These methods can be classified into two categories.

One is to investigate the difference between stellar mass/luminosity functions (MF/LF) of two or more subregions of a cluster. In order to determine whether these functions are different or not, besides direct comparison, one may make use of some characteristic quantities, e.g. the ratio of mean stellar masses of two different subregions ( $\langle M' \rangle$ ). The other is to investigate the difference between the stellar number density profiles ( $n_0-r$ ) of two or more sets of stars within different mass ranges. In order to determine whether these profiles are different or not, besides direct comparison, one may make use of some characteristic quantities, e.g. the ratio of half-number radii, lengths of the minimum spanning tree ( $\Lambda$ ), and mean stellar mutual distances ( $R$ ). Some tips of these methods are summarized as follows:

- 1) Since massive stars are usually scarce and MF is a piecewise defined function, describing mass segregation by the slope of MF should be careful.
- 2)  $\langle M' \rangle$  may be biased by the presence of a few massive stars.
- 3) The  $n_0-r$  of one cluster may be not universal.
- 4) The ratio of half-number radii depends on the cluster center, while it is not the case for  $\Lambda$  and  $R$ .

There is no predominant method to describe mass segregation. In simulation, authors often study the evolution of mass segregation as a function of time, so  $\langle M' \rangle$  and  $R$  are preferred. In observation, authors often analyze only one cluster, so LF and  $n_0-r$  seem to be more appropriate. In addition, if the velocities of member stars are available, one may consider the correlation between velocities and stellar masses as well.

**Key words:** star cluster; mass segregation; data analysis