

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2018.02.01

不同层次天体的质光比研究进展

钟泽昊^{1,2}, 赵 刚^{1,2}

(1. 中国科学院 光学天文重点实验室, 国家天文台, 北京 100012; 2. 中国科学院大学 天文与空间科学学院, 北京 100049)

摘要: 利用天体的质光比和测光信息可以得到不同层次天体的质量信息, 利用恒星的质光关系可以计算单星的质量。星团和星系的表面亮度分布反映其质量分布, 因此可以通过研究质光比来了解星团和星系的动力学演化。由于星系中存在大量暗物质, 因此, 星系的质光比普遍比星团的大。星系团的质光比普遍比星系的更大, 说明星系团中暗物质的比例更高。介绍了恒星、星团、星系、星系群和星系团等不同层次天体的质光比测量方法及其研究进展, 并简单阐述这一领域未来的研究方向。

关 键 词: 质光关系; 质光比; 星团; 星系群; 星系团

中图分类号: P15 **文献标识码:** A

1 引 言

测光和分光是两种最常见的天文观测方法。用测光法可以直接得到目标天体的光度信息; 用分光法可以得到天体的能量强度随波长或频率的变化、温度和金属丰度等物理信息。谱线的宽度以及谱线的多普勒频移又包含了速度信息, 可以分别用来测量气体的速度弥散和恒星的视向运动速度, 后者反映星团、星系的速度弥散, 可以用来推算星团和星系的质量。因此通过测光和分光观测可以得到天体的光度和质量, 从而研究不同层次天体的质光比。

对于不同层次的天体, 质光比的研究具有不同的意义。对于恒星来说, 一般不讨论单颗恒星的质光比, 而是研究不同质量恒星的质光关系。质光关系最重要的应用, 是把恒星的测光信息转化为质量信息, 从而使人们能容易地确定单星的质量。此外, 质光关系对于研究更大层次天体的质光比是必不可少的。结合质光关系可以把恒星的光度函数转化为质量函数, 从而研究星团以及星系中的恒星演化理论, 并得到总的恒星质光比。通过动力学的方法可以得到这些天体的总质量和总质光比。对比总质光比和恒星质光比, 就可以得到天体中不发光

收稿日期: 2017-09-26; 修回日期: 2018-01-02

资助项目: 国家自然科学基金 (11390371, 11233004)

通讯作者: 赵刚, gzhao@nao.cas.cn

物质,即暗物质的比重大小。星团中几乎不含暗物质,而星系的总质光比普遍比星团的大很多,说明星系中含有大量的暗物质。除此以外,星系群及星系团的质光比一般比星系的大很多,说明在这些天体中,其暗物质的含量比星系更大。研究不同区域的总质光比与恒星质光比之间的差异,还可以确定暗物质的分布,并研究暗物质带来的动力学效应,及其对恒星的形成和演化的影响。

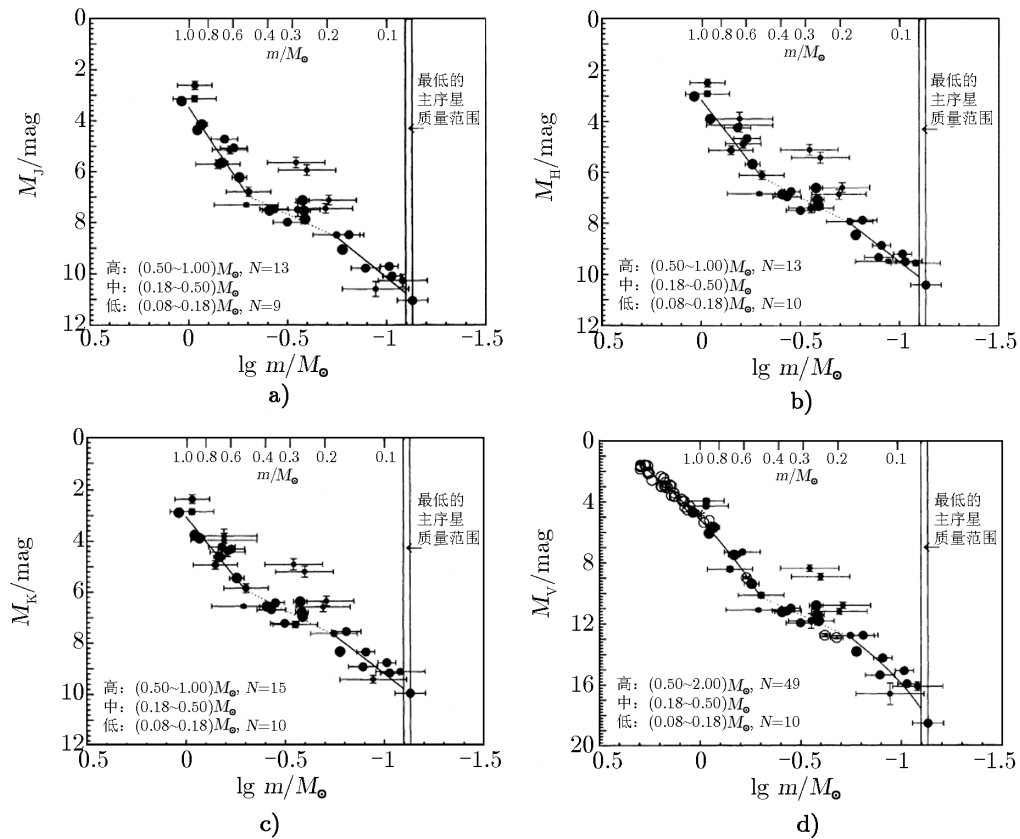
第 2 章简述恒星质光关系的最新研究进展;第 3 章介绍三种星团质光比的测量方法以及数值模拟与位力质光比的对比;第 4 章主要介绍利用旋转曲线测量旋涡星系质光比,以及用动力学方法测量早型星系质光比;第 5 章简述星系群与星系团的质光比的研究进展;第 6 章进行总结和展望。

2 恒星质光关系

质光关系 (mass-luminosity relation, MLR) 反映了恒星质量与光度之间的物理联系,是研究恒星最重要的手段之一,可以用来研究恒星内部结构,约束恒星演化模型。与中等质量和大质量恒星相比,小质量恒星较暗,观测误差相对较大。早期受观测精度的限制,小质量恒星的质光关系难以确认。此外,用于研究质光关系的主要观测对象是双星,因观测到的小质量双星的数目不多,因此获得小质量恒星质光关系的难度也更大。不过随着观测精度的不断提高,近些年来越来越多的工作都对小质量恒星质光关系进行了详细的分析,如 Henry 和 McCarthy^[1] 利用二维红外散斑成像技术研究了太阳附近的双星。他们认为红外散斑成像具有足够高的分辨率,能够分开邻近双星。不仅如此,小质量恒星在红外波段也更亮。他们对太阳附近的目视双星系统进行了近红外波段 J, H, K 的观测,并利用其绝对星等 M_J , M_H , M_K 得到了质量范围为 $(0.08 \sim 1.0) M_{\odot}$ 的恒星的质光关系。此外,他们还利用可见光与红外的测光关系推测样本中恒星的可见光波段绝对星等 M_V ,再结合掩食双星的数据,得到了质量范围为 $(0.08 \sim 2.0) M_{\odot}$ 的恒星可见光质光关系,结果如图 1 所示。

与 Henry 和 McCarthy^[1] 的工作不同, Henry 等人^[2] 并非利用红外与光学的关系推测光学波段的绝对星等,而是直接观测,从而得到质量范围为 $(0.08 \sim 0.2) M_{\odot}$ 的恒星的光学波段质光关系。Delfosse 等人^[3] 对质量小于 $0.6 M_{\odot}$ 的恒星的光学和近红外波段的质光关系同时做了改进,并与理论相比较。他们指出,金属丰度的弥散会导致 V 波段质光关系相对较大的弥散,而红外波段的质光关系与理论比较相符。Benedict 等人^[4] 分别用天体测量数据和视向速度数据测量了 47 颗太阳邻域红矮星的动力学质量,从而得到了质量范围为 $(0.08 \sim 0.62) M_{\odot}$ 的恒星质光关系,结果如图 2 所示。

对比图 1 与图 2,虽然质量范围不同,但是总体来说图 2 的质光关系误差较小,精度较高,这获益于观测技术的提高。Benedict 等人^[4] 强调由天体测量数据可以获得恒星的视差、自行以及质量比,并可拟合恒星的运动轨道。对于缺乏完整轨道的长周期双星来说,视向速度数据尤为重要,可据此独立拟合恒星的运动轨道,获得双星中两颗恒星的质量比。把视向速度数据与天体测量数据相结合,可以精确得到双星的运动及轨迹,因此,对于部分两种数

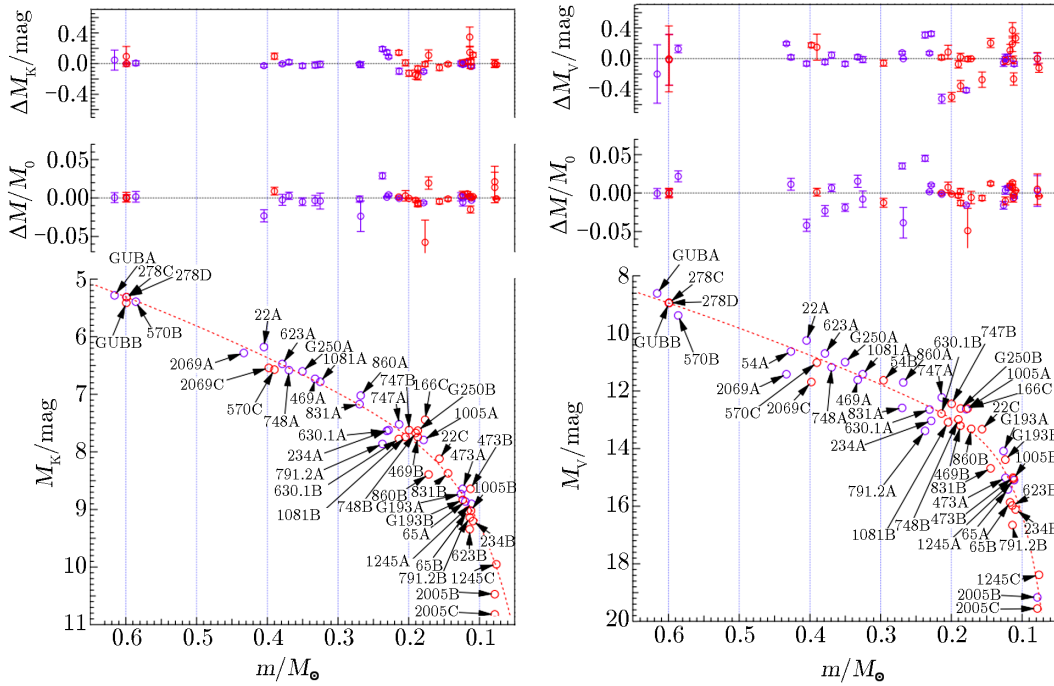


注: a) J 波段质光关系; b) H 波段质光关系; c) K 波段质光关系; d) V 波段质光关系。J, H, K 波段质光关系恒星的质量范围为 $(0.08 \sim 1.0) M_{\odot}$, 可见光波段质光关系恒星的质量范围为 $(0.08 \sim 2.0) M_{\odot}$ 。

图 1 Henry 和 McCarthy 得到的小质量恒星近红外 J, H, K 波段以及可见光波段的质光关系^[1]

据都有的双星系统, 作者结合这两种方法提高了质量测量的精度。除了小质量恒星, 也有人对褐矮星的质光关系做了研究。Dupuy 等人^[5]对 SDSS J105213.51+442255.7 进行了光学图像的分析, 他们发现这是一个主星为 L 型褐矮星、伴星为 T 型褐矮星的双褐矮星系统。分析该双星的轨道之后, 他们得到了这两颗褐矮星的精确动力学质量, 并研究了褐矮星的演化与质光关系。

除了研究小质量恒星质光关系, 也有天文学家进一步研究了中等质量恒星质光关系。Malkov^[6]用不相接双谱线掩食双星研究了中等质量恒星 ($1.5M_{\odot} < m < 30M_{\odot}$) 的质光关系。他考虑了恒星的自转, 认为密近双星间的潮汐作用会导致其同步自转, 使恒星的自转变慢, 而单颗早型恒星一般都是快速自转的。自转快慢会改变恒星演化, 从而改变恒星整体的参数。因此作者认为研究质光关系的时候, 除了密近双星, 也应该考虑远距双星。此外, 对质量范围在 $4.5M_{\odot} < m < 5.5M_{\odot}$ 的晚型 B 型恒星的研究表明, 快速旋转的恒星具有更高的光度和半径。



注：其中恒星质量范围为 $(0.08 \sim 0.62)M_{\odot}$ ，残差图中也展示了绝对星等和质量的误差。

图 2 太阳邻域小质量恒星的 K 波段与 V 波段的恒星质光关系^[4]

恒星的质量、光度、有效温度、半径、距离等物理量的测量精度对于质光关系的获得都极为重要。Andersen^[7]对恒星质量、半径、有效温度等参数的测量方法进行了总结；Torres等人^[8]在Andersen^[7]工作的基础上，加入了一些新的观测结果，更加全面地总结了恒星质量、半径等一系列参数的主要测量方法，并且提供了更精确的观测结果。他们所得到的质量、半径等参数误差范围都在3%以内。获得恒星质量最常用的方法，是利用双星的轨道来计算其动力学质量。如果仅仅知道双星的相互运动轨道，利用经典力学只能计算出这两者的总质量，因此还需要用其他方法计算两颗恒星的质量比，才能分别求出这两颗恒星的质量。测量双星质量比的方法一般有两种：一种为天体测量技术；另一种为利用双谱线分光双星或者视向速度方法。用天体测量技术不仅可以测量双星系统中的次星相对于主星的间距以及方位角，从而求出双星的相对轨道，也可以测量主星相对于背景参考星的位置，即在局域参考系中的位置。结合这两种信息，我们可以测量出双星的自行、视差以及质量比^[4]。视向速度法也是利用谱线的多普勒效应拟合运动轨道，与双谱线分光双星是同一种方法。然而它们也有细微的差别，利用双谱线分光双星的光谱可以直接拟合出双星的轨道，并不要求出恒星的视向速度^[8]。反过来说，视向速度法不只运用于分光双星，也可以运用于目视双星和掩食双星等。如第2章所述，Benedict等人^[4]就是利用了天体测量技术和视向速度这两种方法分别确定双星的质量；Horch等人^[9]利用高分辨率的分光双星光谱和低精度的天体测量数据研究了贫金属星的质光关系。此外，文中还对比了贫金属星的质量与Yale等龄线计算的结果，结果表

明, 在相同颜色的条件下, 与太阳金属丰度相近的恒星质量相比, 贫金属星的质量更小。除了动力学测量恒星质量外, 还可以通过星震的方法得到恒星的平均密度。再结合恒星的半径, 就可以计算恒星的质量。如 North 等人^[10, 11] 分别利用这种方法求得 β Hyi 以及 β Vir 的质量。他们认为, 利用这种方法计算得到的恒星质量精度比拟合赫罗图得到的更高。

恒星的光度测量也同样重要, 一般也有两种方法。一种是直接利用测光手段, 并结合测距得到恒星某波段的绝对星等, 如可见光波段 M_V , 红外波段 M_J , M_H , M_K , 然后用不同波段的绝对星等代替光度, 以拟合恒星质光关系^[1-4]。此外也可以对各波段测光进行热星等修正来给出光度。这种方法的误差来源于热星等修正的精度和星际消光修正的精度。另一种方法就是利用 $L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4$ 来计算。这种方法需要精确地得到恒星的半径 R 以及有效温度 T_{eff} 。有效温度可以通过测光数据拟合经验公式得到, 或者通过光谱得到。测量恒星半径的方法一般有三种: (1) 通过干涉仪直接测量角直径, 再结合测距获得半径; (2) 利用掩食双星的光变曲线, 得到两颗恒星的大小 (以轨道半长径为单位), 再结合测距以及轨道半长径的值, 计算出恒星的半径; (3) 斯特藩-玻尔兹曼定律的逆向应用, 即用绝对星等计算光度, 再结合有效温度计算出恒星半径。无论采用哪种方法, 半径的测量精度都依赖于测距, 即视差的准确性。20 世纪 90 年代初的依巴谷卫星^[12, 13] 得到了一大批天体的可靠视差数据, 其最近的修订版为 Van Leeuwen 的工作^[14]。最新的 Gaia 巡天项目^[15] 可以提供大量天体的更精确的视差数据, 这些数据有利于获得更准确的质光关系。

综上所述, 我们可以利用星震学测量单星的质量, 也可以利用双谱线分光双星或者天体测量技术, 分别测量出双星的质量; 结合近红外或者光学波段的测光, 我们可以得到精确的恒星质光关系。研究者们已经得到了非常精确的恒星质光关系。未来的研究方向主要有两个: (1) 利用 Gaia 的视差数据进一步提高质光关系的测量精度; (2) 拓展质量范围, 研究极小质量恒星以及褐矮星的质光关系。

3 星团质光比

星团是星系的重要组成部分, 对星系动力学演化的影响至关重要。除此以外, 星团也是恒星形成的基本模式, Zwart 等人^[16] 对此进行了详细的描述。星团的质光比包含了其初始质量函数的信息, 因此, 研究质光比也有助于了解星团的动力学演化过程。星团质光比的获得一般有如下三种方法: (1) 由观测数据拟合星团模型得到动力学质光比; (2) 从恒星演化模型中得到质光比; (3) 用数值模拟方法计算出质光比。下面将分小节介绍这三种方法, 并简述数值模拟与位力质光比的对比。

3.1 由观测数据拟合星团模型得到动力学质光比

星团的质光比即星团的质量与其光度的比值。光度可以由星团的测光得到, 因此计算质光比的关键就在于如何得到星团的质量。利用观测到的星团高分辨率光谱, 可以得到速度弥散; 此外, 从星团的图像中可以获得星团的半径等结构参数。一旦得到了速度弥散以及结构参数, 就可以计算星团的质量。计算星团的质量一般有两种方法^[17-19], 第一种是利用位力定理计算位力质量 m_{vir} , 公式如下所示^[17]:

$$m_{\text{vir}} = \frac{7.5\sigma_{\infty}^2 r_{\text{hm}}}{G}, \quad (1)$$

其中 σ_{∞} 表示星团整体的速度弥散, r_{hm} 表示三维的半质量半径, 一般约等于半光半径的 4/3 倍, G 表示万有引力常数。

第二种是拟合 King 模型计算 King 质量, 公式如下:

$$m_{\text{King}} = a \frac{\sigma_0^2 r_c}{G}, \quad (2)$$

其中, r_c 表示核半径, 为星团视面亮度降到中心面亮度一半处的半径大小, σ_0 表示中央速度弥散, a 为常数, 与星团本身结构有关。

计算出位力质量或者 King 模型质量, 再结合星团的测光数据就能计算星团的质光比。许多研究者采用了这种方法计算邻近星系中球状星团的质光比, 如 Dubath 和 Grillmair^[19] 计算了 M31 中 9 个球状星团质光比, 结果表明, 这些球状星团 King 模型 V 波段质光比的范围为 $(0.7 \sim 4.4) M_{\odot}/L_{\odot}$, 而位力模型 V 波段质光比的范围为 $(1.0 \sim 6.5) M_{\odot}/L_{\odot}$ 。Strader 等人^[17] 计算了 M31 中 27 个球状星团的 V 波段质光比, 结果表明, King 模型质光比范围为 $(0.93 \sim 2.43) M_{\odot}/L_{\odot}$, 位力模型质光比范围为 $(0.97 \sim 2.57) M_{\odot}/L_{\odot}$ 。在这两个工作中, 每个球状星团的位力质光比的计算值均比 King 模型质光比大。此外, Strader 等人^[20] 在 2011 年计算了 M31 中 163 个球状星团的 King 质量和位力质量, 他们算出的位力质量比 King 质量大 10%。在这项工作中, 除了 V 波段质光比, Strader 等人同时也计算了这些球状星团的 K 波段质光比。以上几项工作研究的都是 M31 中的星团质光比。此外, Larsen 等人^[18] 利用相同方法计算了 M33 中 4 个球状星团的 V 波段质光比, 均值为 $(1.53 \pm 0.18) M_{\odot}/L_{\odot}$ 。

利用光谱得到的速度弥散可以直接计算质光比, 也可以利用测光数据和星团的表面亮度轮廓, 通过拟合得到质光比。已知星团的表面亮度轮廓, 可以逆投影出星团的光度密度轮廓。假设星团的质光比为常数, 人们就可以得到星团的质量密度轮廓。利用该质量密度轮廓产生的引力势可以计算星团的速度弥散, 再与观测到的星团速度弥散相对比。重复上述步骤, 两者符合最佳时的假定质光比即为求出的星团质光比。Noyola 等人^[21] 利用这种方法计算了球状星团半人马座 ω 的质光比。不仅如此, 他们在此基础上改变星团中心点质量的范围, 经过多次拟合, 发现星团中心存在质量约为 $4 \times 10^4 M_{\odot}$ 的黑洞时, 计算与观测拟合最佳。

利用表面亮度轮廓求星团的质光比, 重点在于逆投影的方法。逆投影的方法有多种, 一种常见的方法为 MGE (multi-Gaussian expansion)^[22, 23]。用该方法可以快速地对应星团或星系图像进行参数化处理, 得到系统的表面亮度。van de Ven 等人^[24] 在 MGE 理论上建立了半人马座 ω 的质量模型, 并研究了其内部结构。Cappellari^[25] 提供的 IDL 程序可以在建立表面亮度轮廓模型的同时, 利用观测的速度数据拟合出质光比。Lützgendorf 等人^[26-28] 运用该方法建立了球状星团的结构模型, 求得质光比, 并为球状星团中可能存在的中等质量黑洞的质量范围做出了限制。2011 年他们测定了球状星团 NGC 6388 的 V 波段质光比, 结果为 $(1.6 \pm 0.3) M_{\odot}/L_{\odot}$ ^[26]; 2012 年测定了 NGC 2808 的质光比, 结果为 $(2.1 \pm 0.2) M_{\odot}/L_{\odot}$ ^[27]; 2013 年测定了 6 个球状星团的 V 波段质光比, 范围为 $(1.6 \sim 2.5) M_{\odot}/L_{\odot}$ ^[28]。

3.2 由恒星演化模型得到质光比

星团的质光比不仅可以利用观测数据而得出, 也可以根据恒星演化模型而得到。应用不同的恒星演化模型, 利用程序可以计算出不同质量、不同金属丰度的恒星在不同演化时间内的演化轨迹; 然后结合不同的初始质量函数, 可以从理论上计算星团的整体质光比。因此, 该方法可以用来研究星团的初始质量函数、金属丰度、演化年龄与质光比之间的关系。理论计算出来的质光比也可以用来比较星团的观测结果或者数值模拟的结果, 从而更加全面地分析星团的结构和动力学演化过程。Baumgardt^[29] 利用 Kroupa^[30] 初始质量函数, 分别计算了在 PARSEC (the Padova and Trieste Stellar Evolution Code) 等龄线^[31]、 α 增丰 BaSTI (a Bag of Stellar Tracks and Isochrones) 等龄线^[32] 和 α 增丰 Dartmouth 等龄线^[33] 的演化模型下不同金属丰度对应的理论星团质光比; 利用 Chabrier upcite2003PASP..115..763C 的初始质量函数计算了 PARSEC 等龄线星团质光比, 并且与他们的数值模拟得到的全体星团质光比进行了对比, 结果与数值模拟符合得很好, 证实了数值模拟的可信度。

由星族合成模型得到的质光比与观测值之间的差异还可以用来研究星团的动力学效应。2009 年, Kruijssen 和 Mieske^[35] 认为, 星团的动力学演化导致小质量恒星逃离星团。该结论可以解释观测的球状星团的动力学质光比一般比标准的简单星族合成模型得到的质光比要小。因此, 与标准的简单星族合成模型不同, Kruijssen 和 Lamers^[36] 采用了星团星族合成模型 SPACE (Stellar Population Age Computing Environment)。该模型加入了星团的动力学解体、小质量恒星耗散等效应, 可以计算星团的解体时标。将观测结果与新模型计算的质光比相比较, 他们认为两者的差异能由球状星团的解体以及小质量恒星的耗散合理地解释。

3.3 由数值模拟计算质光比

利用观测数据计算位力质量或者拟合 King 质量虽然能比较方便地研究一系列星团的质光比, 但是这类简单模型一般会假定星团的质光比从内到外不变。就是说, 如果星团的质光比随着半径的变化不大, 我们可以利用拟合得到的动力学质光比进行研究。与星团年龄相比, 星团的弛豫时间要小得多, 因此大质量恒星会集中于星团中心, 而小质量恒星会被推至星团外围^[29], 所以质光比为常数的假设在许多情况下都是无效的。为了更加准确地得到一个星团的整体结构、星团内的质量分布以及动力学演化过程, 避免由于不考虑质量分层而带来的误差, 可以使用 N 体模拟的方法研究星团的质量、质光比以及演化。Baumgardt^[29] 利用 N 体模拟得到星团质光比。他调整不同的初始集中度、星团大小以及中心黑洞与星团质量比, 得到了一系列 N 体模拟的模型, 然后保持星团模型的弛豫时间不变, 缩放每个模型, 并使其与观测到的星团具有相同的半光半径, 以确保恒星的质量分层以及能量分配与按比例变化的模型自洽。即如果初始条件相同, 一个真实的球状星团与一个模拟的模型会有相同的质量分层; 接着找出最佳拟合观测到的密度和速度弥散轮廓的模型, 从而计算星团的质量和质光比, 并研究星团中心中等质量黑洞是否存在; 如果中等质量黑洞存在, 则利用最佳拟合样本估算其质量大小。在该方法中, Baumgardt 认为, 模拟时使用的恒星数目可能比真实的球状星团少, 而且在模拟结束以后, 不同初始条件下星团的半径也各不相同, 因此需要按比例来缩放模拟的星团, 使得模拟能够匹配观测到的星团的质量与大小。除此以外, 由于模拟时, 星团是孤立的, 星团的演化仅依赖于星团中恒星的演化以及二体弛豫, 因此只要在缩放

星团时保持弛豫时间不变, 就可以把模拟的星团缩放成具有不同质量与大小的观测到的星团。Baumgardt^[29] 运用这个方法给出了 50 个球状星团的质量和质光比。模拟结果显示, 在这些星团中, 大部分星团的中心都不存在质量大于几千个太阳质量的中等质量黑洞, 只有半人马座 ω 中心存在质量约为 $4 \times 10^4 M_{\odot}$ 的中等质量黑洞。此外, 该文也提到 N 体模拟得到的质量密度轮廓有助于研究星团中诸如蓝离散星、小质量 X 射线双星和毫秒脉冲星等奇异星的生产率。

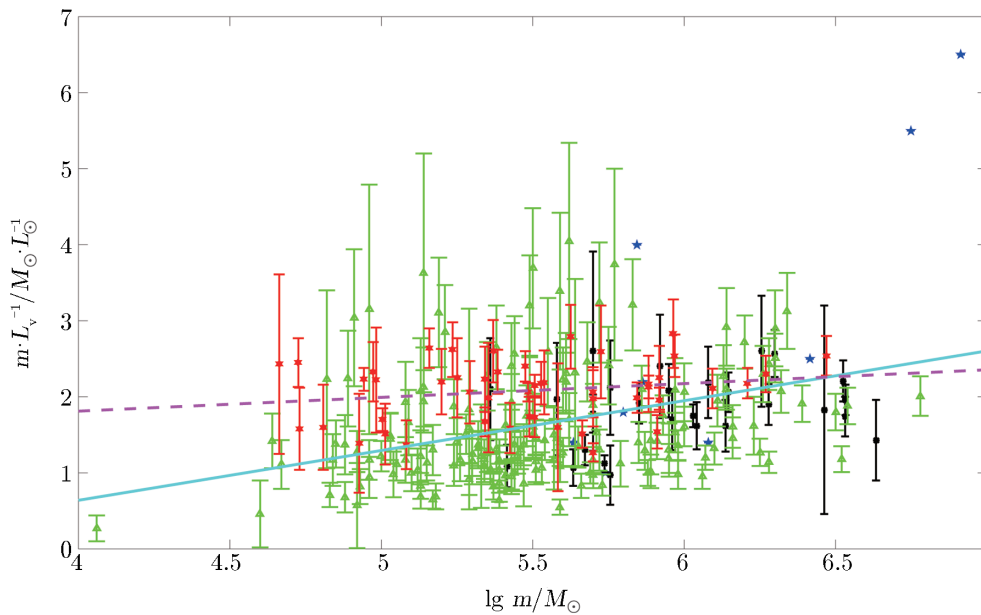
中等质量黑洞的存在与否是天文界近几十年来最有争议的未解难题之一。星团的 N 体模拟一般用来研究星团中是否存在中等质量黑洞, 并根据模拟的结果来测定可能存在的中等质量黑洞的质量范围。Baumgardt 等人^[37] 利用 N 体模拟的方法建立了球状星团 G1 的动力学模型, 结果与观测的光度轮廓拟合得比较好。他们同时得到 G1 的质量和质光比, 并通过模拟说明了 G1 中心不存在一个中等质量黑洞。Jalali 等人^[38] 利用 N 体模拟的方法对半人马座 ω 的中心区域建立了动力学的模型, 研究其中心是否存在中等质量黑洞。他们认为, 当星团中心存在一个质量为 $5 \times 10^4 M_{\odot}$ 的黑洞时, 模拟与观测符合得比较好。此外, N 体模拟结合其他手段共同测定中等质量黑洞, 可能会得到更加准确的结果。Kızıltan 等人^[39] 利用脉冲星加速度的测量结果, 并结合 N 体模拟对杜鹃座 47 星团进行了研究。他们认为, 利用脉冲星探测球状星团的动力学状态并结合 N 体模拟的结果, 可以证明杜鹃座 47 中心存在一颗质量为 $2200^{+1500}_{-800} M_{\odot}$ 的中等质量黑洞。

除了 N 体模拟, 蒙特卡罗模拟也是研究星团的一种数值模拟方法。Heggie 和 Giersz^[40] 利用蒙特卡罗模拟球状星团 M4 的动力学演化, 他们的程序包含二体弛豫、三体 and 四体涉及的原始双星的相互作用、星系潮汐以及单星和双星的演化。演化结果给出的表面亮度轮廓、速度弥散轮廓、光度函数与观测结果符合得比较好, 也可以考虑白矮星、中子星、黑洞和蓝离散星的星族。不仅可以模拟球状星团, 蒙特卡罗模拟还可以应用于疏散星团, 如 Giersz 等人^[41] 利用蒙特卡罗方法模拟年老疏散星团 M67 的动力学演化。他们认为, 当与观测数据比较时, 蒙特卡罗模拟与最佳 N 体模拟具有相同程度的真实性, 并且能够提供相同程度的详细信息。

3.4 数值模拟和位力质光比的对比

Baumgardt^[29] 把恒星演化模型的质光比与数值模拟的质光比进行了对比, 他认为这两者符合得比较好。本小节主要介绍观测结合动力学得到的质光比与数值模拟的对比结果。如第 3.1 节所述, 观测结合动力学得到的质光比有两种: 一种是 King 模型质光比, 一种是位力质光比。由于研究者们已经详细对比过两种质光比^[17, 19, 20], 这里不再赘述。此外, 由于 King 模型质光比依赖于 King 模型拟合的准确性, 位力质光比不受此约束^[20], 因此这里仅比较位力质光比与数值模拟的关系。我们把 Baumgardt^[29] 得到的数值模拟质光比与参考文献 [17, 19, 20] 三个工作得到的位力质光比相比较, 结果如图 3 所示。由于 Baumgardt^[29] 得到的均为 V 波段质光比, 我们也只采用三个工作中 V 波段的位力质光比来进行比较。此外, 由于 Larsen 等人^[18] 仅计算 K 波段的质光比, 在此也不作比较。对于 Baumgardt^[29] 得到的 50 组数值模拟的结果, 我们去除了其中“NGC 6535”以及“Terzan 8”这两个数据, 因为这两个数据中星团质光比的误差分别为 7.93 和 2.96, 误差值比其他 48 组的最大质光比还大,

我们认为这两组数据不具有比较的意义。



注: 黑色圆点、蓝色的五角星、绿色三角形分别取自文献 [17]、文献 [19] 和文献 [20], 这三组数据均为星团的 V 波段位力质光比。红色六角星取自文献 [29], 为数值模拟得到的星团 V 波段质光比。青色实线为三组位力质光比的线性拟合, 紫红色虚线为数值模拟质光比的线性拟合。蓝色五角星没有误差棒。

图 3 数值模拟与位力质光比的对比

我们分别对位力质光比以及数值模拟质光比进行了线性拟合, 结果也如图 3 所示。其中青色实线为三组位力质光比的线性拟合, 拟合结果为 $(m/L_V)_{\text{vir}} = 0.6547 \lg m - 1.979$ 。紫红色虚线为数值模拟质光比的线性拟合, 拟合结果为 $(m/L_V)_{\text{simu}} = 0.1812 \lg m + 1.087$ 。这两组线性拟合可以用来表示星团质光比随星团质量变化的趋势。Strader 等人^[20]认为, 与大质量星团的 V 波段质光比相比较, 小质量星团的较小, 这与 Kruijssen^[42]的星团动力学演化理论相符。由于我们采用的位力质光比数据大部分来自 Strader 等人^[20], 因此位力质光比的线性拟合也反映了这个趋势。但是数值模拟的质光比随着星团质量变化的趋势非常小, 甚至可以说几乎不随星团质量变化而变化, 而且无论是位力质光比, 还是数值模拟质光比, 都存在样本选取时的选择性效应, 趋势依赖于样本的完备性, 因此, 星团质光比随星团质量的变化不会非常大。

位力质光比与数值模拟质光比之间没有系统性差异, 这正说明数值模拟质光比的结果比较可靠。除此以外, 由于数值模拟质光比与恒星演化模型符合得比较好^[29], 所以由这三种途径得到的星团质光比相差不大。因为在恒星演化模型中, 仅由恒星自身的质量就能解释星团的质光比, 所以由这三种方法所得结果可知, 星团质量主要来自于恒星的贡献, 星团内部没有大量暗物质。

4 星系质光比

星系的质光比对研究星系的结构、形成和演化,以及暗物质的分布等都具有非常重要的作用。对于不同类型的星系,质光比的测量方法也不一样。对旋涡星系,人们主要通过测量其旋转曲线来确定其质量及质量分布。早期人们利用电离氢区(HII)来测量,后来发现中性氢原子区(HI)的范围更广,所以改用中性氢 21 cm 谱线来测量旋转曲线^[43]。对于形状比较规则的早型星系,即椭圆星系和透镜状星系(E 星系和 S0 星系),可以使用观测数据拟合动力学模型计算有效半径 R_e 内的质光比的方法,这与计算星团质光比时所用的动力学方法类似。Faber 和 Gallagher^[43]指出,在有效半径 R_e 以内的早型星系质光比的测量值相对可靠。因此有些研究会假设恒定的质光比,再把 R_e 以内的质光比推广到整个星系。此外,也可以利用星系中或星系周围物质的运动来测量星系质量,如 S0 星系的星盘运动、远离核的行星状星云的运动、球状星团的视向速度、星系中等温气体的 X 射线和星系周围矮星系的运动等^[43]。星系的面亮度达到 $26.5 \text{ mag} \cdot (\prime)^{-2}$ 时,等照度线的主轴半径被定义为 Holmberg 半径^[44],而 Holmberg 半径可以用来表征星系的光学半径。Faber 和 Gallagher^[43]指出,在 Holmberg 半径以内,旋涡星系的 B 波段质光比为 $4 \sim 6$,而太阳邻域的本地 B 波段质光比为 $1 \sim 3$,两者相差不大。这意味着在 Holmberg 半径以内,暗物质并不占主导地位。此外,早型星系的 B 波段质光比大约为 $5 \sim 20$,在 Holmberg 半径以内,S0 星系的 B 波段质光比大约为 10;星系间隔大于 100 kpc 时,双重星系的 B 波段质光比范围为 $35 \sim 50$ ^[43]。本章介绍利用旋转曲线测量旋涡星系质光比,依据动力学模型测量早型星系质光比,以及利用质光比研究星系内暗物质的含量与分布。

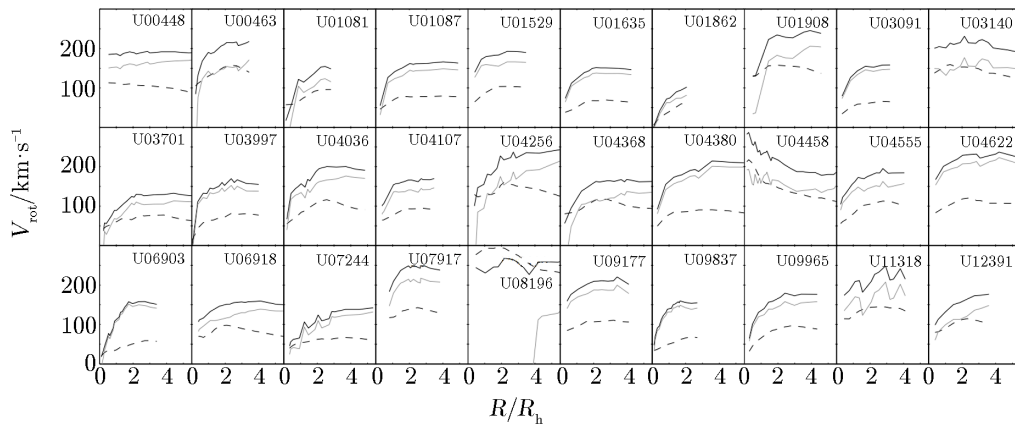
4.1 旋转曲线测量法

目前,旋转曲线测量法是研究旋涡星系质光比的最好方法之一。结合巡天数据,人们不仅可以批量处理旋涡星系数据,并辅助计算旋涡星系暗物质含量,还可以校准星族合成模型的误差。然而,仅仅依靠旋转曲线测量法并不能精确地获得恒星质光比。由于盘-晕简并^[45]现象的存在,人们不能区分恒星盘和暗物质晕对于旋转曲线的贡献,而只能获得恒星质光比的上限。这个问题的常用解决方法为最大盘假说^[45, 46]:发光物质的贡献最大化,即假设质光比为常数,并且采用最大的恒星质光比,则从任意半径内发光物质得到的旋转曲线都不超过真实旋转曲线。如果最大盘假说成立,那么就说明在星系的内部区域,发光物质占主导地位。此外,发光物质的贡献最大化也意味着给暗物质的含量设置了下限。不过最大盘假说并未得到严格的证明。如果不独立测量恒星质光比,仍然无法打破盘-晕简并,因此也无法从旋转曲线得到暗物质晕的结构。

2010 年, Bershadsky 等人^[47]介绍了 DMS (Disk Mass Survey) 的巡天工作。DMS 包含 146 个接近正面的星系,跨越大范围的颜色、光度、大小以及表面亮度。这个项目的设计目的是用动力学方法直接测量星系盘的表面质量密度,同时校准星系的恒星质光比,然后确定暗物质晕的形状与结构,并且对盘的极大性作出可靠的统计结论。DMS 利用积分视场分光来测量恒星和气体的动力学特性。具体来说,利用 $H\alpha$ 以及 HI 的二维速度场来确定总体的

质量分布; 利用 Mg Ib 以及 Ca II 的二维速度和速度弥散场, 得到盘的重子物质动力学质量密度。从重子密度中减去观测到的分子密度和原子密度, 就可以得到盘上的恒星密度。此外, 从总质量密度中减去重子物质的密度, 人们可以得到暗物质的密度, 还可以研究暗物质沿半径的分布, 以及最大盘效应。他们还利用星系的光学和近红外图像来描述恒星发射线以及星际介质尘埃。Bershady 等人^[48]对 DMS 中星系的表面质量密度、恒星质光比, 以及盘的极大性做了误差分析, 分别给出这三者的典型系统误差与随机误差。他们同时也指出, 此处的系统误差与星系自转轴与视线方向的倾角无关, 而随机误差强烈依赖于倾角。此外, 他们认为, 按照颜色、光度或者表面亮度细分样本后, 对应的质光比误差可以达到 DMS 项目预期值的 30% 以内, 因此可以打破该巡天中样本星系的盘-晕简并, 从而校准星族合成模型的误差。如果该结论应用于其他旋涡星系, 也会打破它们的盘-晕简并状态, 这将为探测暗物质晕的分布以及研究星系形成和演化开启新的大门。

为了研究最大盘假说并确定暗物质晕的性质, Martinsson 等人^[49]提供了 DMS 样本中的 30 个星系的旋转曲线质量分解, 如图 4 所示。他们发现这些星系都是次最大盘的, 即在 2.2 个盘的标长处, 重子质量对旋转曲线的贡献与总质量贡献的比值小于 0.75, 而他们得到的平均 K 波段星盘质光比为 $0.31M_{\odot}/L_{\odot}$; 修正了暗物质贡献后, 他们发现 DMS 星系的平均 K 波段星盘质光比为 $0.24M_{\odot}/L_{\odot}$ ^[50]。Lelli 等人^[51]同样研究了星盘的极大性, 他们介绍了 SPARC (Spitzer Photometry and Accurate Rotation Curves) 项目, 该项目包含 175 个近邻星系最新的表面测光数据。他们还从前人的工作中总结了这些星系的高精度 HI/H α 旋转曲线, 发现这些星系的星盘质量与 HI 盘质量之间、星盘半径与 HI 盘半径之间都具有明显的弥散, 然而 HI 盘的质量与半径有紧密的相关性。此外, 他们认为光度和表面亮度与星系盘的极大性有关: 大质量、高表面亮度的星系接近最大盘, 而小质量、低表面亮度的星系接近次最大盘。



注: 横坐标为盘的标长, 纵坐标为对应旋转曲线的大小。黑实线为观测得到的旋转曲线, 黑虚线为重子物质对旋转曲线的贡献, 灰实线为暗物质对旋转曲线的贡献, R_h 表示 Holmberg 半径。暗物质对旋转曲线的贡献在大部分半径处都占主导地位, 说明这些星系都是次最大盘星系。

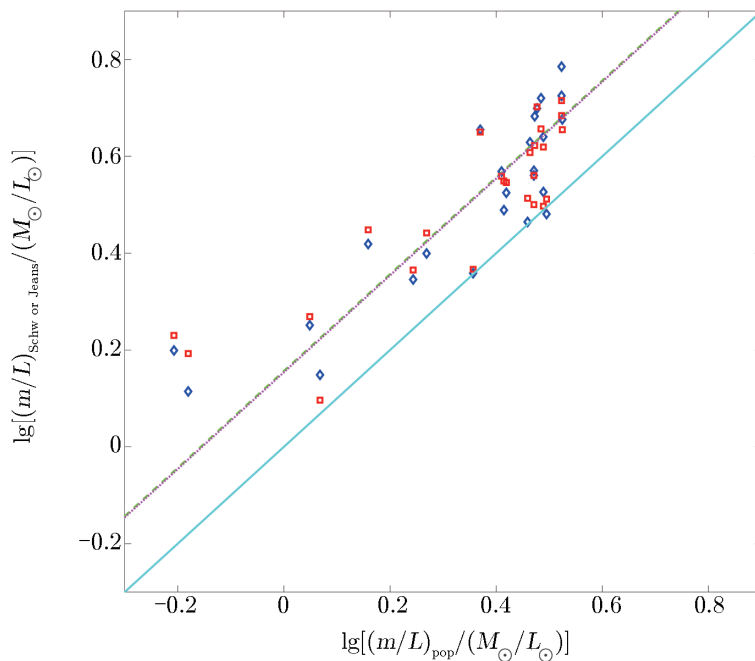
图 4 DMS 样本中 30 个旋涡星系的旋转曲线质量分解^[49]

4.2 动力学模型测量法

与研究星团类似,人们可以通过建立动力学模型来拟合星系的观测数据,得出动力学质光比等性质。具体研究过程为,用 MGE 理论拟合观测目标的高分辨率图像或者测光数据,从而得到表面亮度轮廓^[22, 23],再建立不同的动力学模型,然后据此计算出星系的质光比。如果观测目标是轴对称系统,还能确定其倾角。Emsellem 等人^[22]首次建立了 MGE 方法,对星系进行参数化处理。Cappellari^[23]对 MGE 方法进行了改进,编写了能自动运算 MGE 方法的计算机程序,他们发现可以有效地解决 MGE 方法拟合的简并问题。采用 MGE 方法可以得到星系的表面亮度轮廓。假设星系的质光比为常数,那么无论是轴对称,或是球对称的星系结构,针对不同的动力学模型,人们都能计算出星系的质光比。这种方法被广泛应用到早型星系质光比的测量中。2006 年, Cappelari 等人^[52]从 SAURON (Spectroscopic Areal Unit for Research on Optical Nebulae) 集成视场摄谱仪^[53]的观测样本中选取了 25 个 E 星系和 S0 星系。他们首先用 MGE 方法拟合 HST (Hubble Space Telescope) 的 WFPC2 (Wide Field and Planetary Camera 2) 观测图像,以及地基的大视场测光图像,得到这些星系的表面亮度轮廓;然后,利用 SAURON 的观测数据描述星系内部恒星运动,并建立了双积分金斯模型以及三积分施瓦西动力学模型;接着利用由 MGE 方法得到的表面亮度轮廓进行拟合,从而精确地测量星系的动力学质光比。他们得到的施瓦西质光比与金斯质光比的系统误差不大,两者之间的拟合关系为 $(m/L)_{\text{Schw}} \propto (m/L)_{\text{Jeans}}^{1.13 \pm 0.05}$ 。他们认为造成这两者之间差异的原因是因为两个动力学模型之间有 6% 的基本误差^[52]。2008 年, Cappelari^[25]在 2006 年工作的基础上,改进了金斯模型,为研究半各向同性(双积分)轴对称金斯模型提供了一个更加有效的研究方法,并提供了非各向同性金斯方程的通解。除了轴对称该模型还可以被用来研究普通的球状分布模型。他称其为金斯非各向同性 MGE 模型(JAM 模型)。与双积分金斯模型和三积分施瓦西动力学模型得到的质光比相比,他认为用这种方法得到的金斯质光比的精度更高。此外, Cappelari 还认为用这项技术不仅可以得到星系的质光比与倾角,也能测量早型星系和旋涡星系的角动量。

动力学质光比可以用来研究星系的暗物质含量。动力学质光比即星系的总质量与光度的比值,利用星族合成模型得到的星族质光比可以用来表示恒星质光比的理论值。总质光比减去恒星质光比,就得到星系中暗物质的贡献。因此,对比星系的动力学质光比与星族合成得到的星族质光比,可以得到星系的暗物质含量。Cappelari 等人^[52]用动力学质光比 $(m/L)_{\text{dyn}}$ 与由单星族模型得到的 $(m/L)_{\text{pop}}$ 进行对比,结果如图 5 所示^[52]。动力学质光比相对于星族质光比的偏离程度可以表示星系的恒星质光比占总质光比的含量,即 $-\Delta \lg(m/L)_{\text{dyn}} = \lg \frac{(m/L)_{\text{pop}}}{(m/L)_{\text{dyn}}}$ 。Cappelari 等人通过上式计算出这 25 个星系中的暗物质含量约为 30%。除此以外,还有许多人研究了星系的暗物质含量。Gerhard 等人^[54]用动力学模型分析了 21 个最明亮的椭圆星系,发现这些星系有效半径内的暗物质含量约为 10%~40%。Thomas 等人^[55]用动力学模型研究了后发座星系团中的 17 个早型星系,在最佳拟合模型中,星系有效半径内的暗物质含量约为 10%~50%。2011 年 Thomas 等人^[56]利用由引力透镜得到的星系质量来检验后发座星系团中 16 个早型星系的动力学质量,并通过对比动力学与星族

模型得到暗物质含量, 范围为 $23\% \pm 17\%$; 采用 Kroupa 初始质量函数, 他们得到的暗物质含量为 $55\% \pm 12\%$ 。Tortora 等人^[57] 利用金斯动力学模型研究了 335 个早型星系的中心面亮度和暗物质含量, 在 Salpeter 初始质量函数的假设下, 这些星系的典型暗物质含量是 30%, 在 Chabrier 初始质量函数的假设下, 这些星系的典型暗物质含量是 60%。他们还研究了自转速度不同的星系暗物质含量的差别, 慢速自转和快速自转的星系暗物质含量的典型值分别为 35% 和 25%。Williams 等人^[58] 利用 JAM 模型研究了 14 个旋涡星系和 14 个 S0 星系, 这些星系有效半径内的暗物质含量中位数是 15%。2013 年, Cappellari 等人^[59] 利用 JAM 模型批量处理了 ATLAS^{3D} 项目中 260 个早型星系的样本, 得到了这些星系的质光比和暗物质含量精确值。对于所有模型, 他们得到的星系有效半径内的暗物质含量中位数为 13%。综上所述, 由动力学模型得到的早型星系有效半径内的暗物质含量都不大, 即在大部分星系有效半径内, 恒星质量占主要贡献。

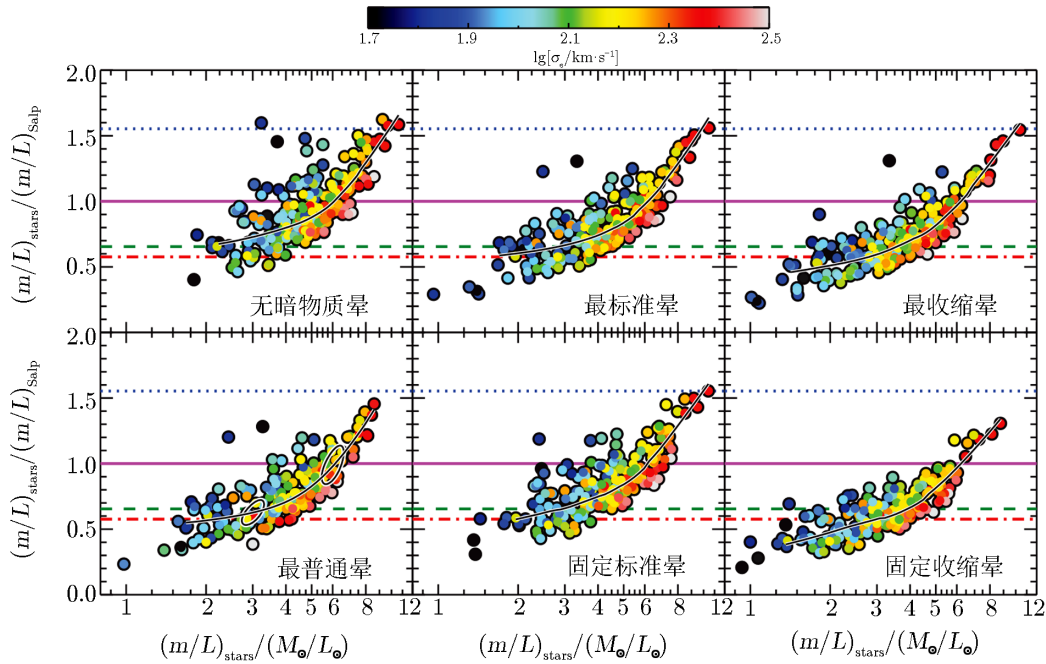


注: 横坐标为星系的星族质光比, 纵坐标分别表示该星系对应的金斯质光比和施瓦西质光比, 青色实线的横纵坐标比例为 1:1, 即 $y = x$ 。紫红色点线表示金斯质光比与星族质光比相对于横纵坐标比例为 1:1 关系的偏离, 即用 $\lg(m/L)_{\text{Jeans}} = \lg(m/L)_{\text{pop}} + \Delta \lg(m/L)$ 拟合金斯质光比, 拟合结果为 $\Delta \lg(m/L)_{\text{Jeans}} = 0.1541$ 。同理, 绿色虚线为施瓦西质光比的拟合, 结果为 $\Delta \lg(m/L)_{\text{Schw}} = 0.1567$ 。

图 5 Cappellari 等人得到的 25 个早型星系 I 波段动力学质光比与星族合成模型质光比的对比^[52]

除了研究星系的暗物质含量, 质光比还可以用来研究星系的初始质量函数。2012 年, Cappellari 等人^[60] 利用动力学质光比与星族合成模型得到的质光比之间的差异, 整体地研究了星系的初始质量函数的变化趋势。他们构建了 6 个动力学模型, 分别包含轴对称恒星成分和不同的暗物质晕; 他们利用 JAM 模型的方法进行拟合, 从而得到恒星质光比 $(m/L)_{\text{stars}}$ 。

Cappellari 等人^[60]在 Salpeter 初始质量函数^[61]假设基础上,利用不同金属丰度及年龄的单星族合成谱线的线性组合拟合观测到的谱线,从而得到星族的质光比 $(m/L)_{\text{Salp}}$ 。图 6 给出不同模型下 $(m/L)_{\text{stars}}/(m/L)_{\text{Salp}}$ 相对于 $(m/L)_{\text{stars}}$ 的变化趋势,说明了早型星系的初始质量函数存在一个系统性变化,预示着初始质量函数随着星系的恒星质光比的变化而变化。Cappellari 等人^[60]研究发现,广泛应用于星系理论、星族合成以及宇宙学各个方面的通用初始质量函数的假设与真实宇宙不符,这对传统的星系形成模型提出了挑战。



注: 横坐标为从动力学模型得到的恒星质光比 $(m/L)_{\text{stars}}$, 纵坐标为 Salpeter 初始质量函数下的星族合成模型得到的质光比与恒星质光比的比值 $(m/L)_{\text{stars}}/(m/L)_{\text{Salp}}$, 而每幅图中的 4 条水平线分别代表星系在不同初始质量函数下纵坐标的预期值。

图 6 Cappellari 等人利用 6 个不同的动力学模型得到的早型星系初始质量函数的系统性变化^[60]

5 星系群和星系团质光比

星系群和星系团均由引力束缚的大量星系组成。一般来说,成员星系的数目较少,仅包含十几到几十个星系的称为星系群;成员星系数目较多,包含 100 个以上星系的称为星系团。计算星系群和星系团的质光比,最重要的问题是质量的测量。测量质量的方法有很多种,可以利用动力学、引力透镜效应、特征光度与暗物质晕的关系、X 射线测量星系团际气体等方法得到星系群和星系团的质量。成员的认证是另一个重要的问题,因为成员认证的不足会低估星系群和星系团的光度,并在研究质光比、总质量、总亮度等参数与成员富度关系的时候

也会带来额外的误差。精确地测量质量、准确认证成员星系, 并结合测光就能得到星系群与星系团的质光比。相比成员星系的质光比, 星系群和星系团的质光比大很多, 表明成员星系之间具有额外的暗物质。此外, 研究表明星系群和星系团的质光比并不是一个常数, 会随着星系群和星系团质量的增大而增大^[62-65], 这可能意味着大质量星系团的暗物质含量更高。

5.1 测量星系群和星系团的质量

一般来说, 动力学方法可以用来测量星系群的位力质量, 这也是早期测量星系群和星系团质量的主要方法。不过利用位力定理测量质量可能会导致较大误差。Faber 和 Gallagher^[43]认为, 星系群达到位力平衡的时间可能会过长, 大于星系群的寿命, 此时用位力定理测量的星系群质量不准确。此外, 他们认为, 由于外围区域的不确定性大, 仅测量有效半径 R_e 以内的星系团质光比相对可靠。这与测量早型星系质光比是类似的。除了有效半径以外, 许多研究者通过测量位力半径 R_{200} 内的质量 M_{200} 来计算质光比。 R_{200} 的定义是, 星系群和星系团质量密度超过宇宙临界密度 200 倍时的半径。

对于成员星系非常少的星系群, 其动力学质量的估值是非常不可靠的^[66], 因此, Yang 等人^[66]运用了另一种方法测质量。他们认为星系群中暗物质晕的质量与星系成员的总光度和恒星质量紧密相关, 于是他们利用星系群的特征光度和特征恒星质量来估算其总质量。此外, 他们改进了 Yang 等人基于晕的星系群探测程序^[67], 运用迭代的方法解决成员星系的认证问题, 并用这个程序挑选出了 SDSS DR4 (Sloan Digital Sky Survey Data Release 4) 中的星系群。

引力透镜是测量星系群和星系团质量的另一种有效方法。Hoekstra 等人^[68]选取了 CNOC2 (Canadian Network for Observational Cosmology Field Galaxy Redshift Survey) 巡天项目所观测的星系群, 第一次运用弱引力透镜的方法探测星系群的平均质量以及 B 波段平均质光比。平均质光比的结果为 $(191 \pm 83)h \cdot M_{\odot}/L_{\odot}$, 修正红移后为 $(254 \pm 110)h \cdot M_{\odot}/L_{\odot}$, 其中的 h 表示无量纲的哈勃参数, 其与哈勃参数 H_0 的关系为 $H_0 = 100h \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{Mpc}^{-1}$ 。他们认为, 利用弱引力透镜效应测量质量的结果与星系群成员星系的认证无关联, 这与动力学探测不同。Parker 等人^[69]也测量了 CNOC2 巡天项目中的 116 个星系群的质光比。他们通过速度弥散区分样本星系群, 把速度弥散小于 $190 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 的星系群称为贫星系群, 把速度弥散大于 $190 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 的称为富星系群。他们得到, 贫星系群的平均 B 波段质光比为 $(134 \pm 26)h \cdot M_{\odot}/L_{\odot}$; 富星系群具有更大的速度弥散以及与星系团接近的较大质光比, 平均值为 $(278 \pm 42)h \cdot M_{\odot}/L_{\odot}$ 。Han 等人^[70]利用最大似然弱引力分析的方法研究了 GAMA (Galaxy and Mass Assembly) 巡天中星系群的暗物质晕与星系团光度、位力体积、中央星系恒星质量等观测量的关系, 得到的结果与半解析星系形成模型的 N 体模拟结果符合得很好, 不过暗物质质量与速度弥散以及半丰度投影半径 R_{50} 的关系与模拟并不相符。 R_{50} 是星系群半径的一种定义, 表示星系群中包含 50% 成员星系处的投影半径^[71]。

除了利用动力学、引力透镜效应、特征光度与暗物质晕的关系等探测质量外, X 射线测量同样是一种重要的测量方法。Faber 和 Gallagher^[43]认为, X 射线起源于星系团际介质的热韧致辐射, 其温度由星系团的引力势决定。假设星系团内介质是流体静力学平衡的, 则气体的压力梯度反映了引力, X 射线温度正比于速度弥散的平方, 即 $T \propto (\Delta V)^2$ ^[72], 由此可

以推出质量。然而，弥散热气体的湍流会导致湍流压力，这给质量的测量带来了误差。所以，修正湍流压力就成了近些年来星系团研究中的一个主要问题。解决方法有测量湍流气体上下限等一系列间接方法，以及直接测量的方法。利用 XMM-Newton(X-ray Multi-Mirror Mission-Newton) 以及 Chandra 观测的数据，可以计算某一部分星系团中气体湍流导致的压力项的比值上限。Sanders 等人^[73] 利用 X 射线发射线的宽度，首次测量了星系团内介质中湍流速度的上限。2011 年，Sanders 等人^[74] 延续了之前的工作，利用 XMM-Newton RGS (XMM-Newton Reflection Grating Spectrometer) 光谱中的数据，用类似的方法测量了一批星系团、星系群、椭圆星系的总共大约 62 个目标核区的湍流速度上限。此外，也有学者测量湍流的下限。Schuecker 等人^[75] 计算了后发星系团中的湍流占总压力的最低下限，结果为 10%。Churazov 等人^[76] 研究了椭圆星系 NGC 4486 和 NGC 1399，比较其分别从光学和 X 射线得到的引力势轮廓，发现宇宙射线、磁场以及微小湍流导致的压力占这两个星系核气体热压力的 10%。除了间接测量的方法外，也可以直接测量。在天文卫星上搭载热量计，利用多普勒效应以及光谱发射线的加宽可以精确测量星系团中弥散热气体的运动，从而直接得到湍流压力的比值。Hitomi 团组^[77] 利用 X 射线天文卫星 Hitomi (ASTRO-H)，对英仙座星系团的气体运动进行了直接测量。他们发现，在这个星系团中气体的运动速度比较低，大约只有 $150 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。此外，湍流压力与热压力的比值大约为 4%，因此流体静力学平衡得到的星系团质量可以用来限定宇宙学常数。不幸的是，这颗卫星由于一系列原因失事，而下一颗搭载热量计的 X 射线卫星还未升空。

5.2 质光比趋势和暗物质含量

Faber 和 Gallagher^[43] 计算出旋涡星系的 B 波段质光比约为 $4 \sim 6$ ，早型星系 B 波段质光比约为 $5 \sim 20$ ，双重星系 B 波段质光比约为 $35 \sim 50$ 。他们在此计算中所使用的哈勃常数为 $H_0 = 50 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{Mpc}^{-1}$ 。而星系群与星系团的 B 波段质光比可以达到 $(200 \sim 300) M_\odot / L_\odot$ ^[62]。Hoekstra 等人^[68] 测量得到的星系群平均质光比的为 $(191 \pm 83) h \cdot M_\odot / L_\odot$ 。Sheldon 等人^[78] 得到的参数修正后的 SDSS 星系团质光比约为 $(362 \pm 54) h \cdot M_\odot / L_\odot$ 。表 1 给出不同种类星系、星系群与星系团的 B 波段质光比。从表 1 可知，星系群与星系团的质光比远大于星系质光比，这意味着星系群与星系团的成员星系之间可能有额外的暗物质存在。

表 1 不同种类星系、星系群与星系团的 B 波段质光比

类型	m/L_B	参考文献
旋涡星系	$4 \sim 6 M_\odot / L_\odot$	[43]
早型星系	$5 \sim 20 M_\odot / L_\odot$	[43]
双重星系	$35 \sim 50 M_\odot / L_\odot$	[43]
星系群	$(191 \pm 83) h \cdot M_\odot / L_\odot$	[68]
星系团	$(362 \pm 54) h \cdot M_\odot / L_\odot$	[78]

Girardi 等人^[62] 拟合了 294 个星系群与星系团系统，得到它们的质量与 B 波段光度的关系为 $m \propto L_B^{1.34 \pm 0.03}$ 。Popesso 等人^[63] 研究了 217 个星系团，得到这些星系团的质光比与质

量间的关系为 $m/L \propto m^{0.18 \pm 0.04}$ 。Wen 等人^[79] 研究得到, SDSS DR6 中星系团质量与 R 波段光度的关系为 $m_{200} \propto L_R^{1.64 \pm 0.03}$ 。Tempel 等人^[65] 研究了 SDSS DR12 中的星系群和星系团, 发现这些系统中成员星系的平均光度几乎不随系统富度的变化而变化, 成员星系的平均质量随系统富度的增加而缓慢增加, 质光比也随系统富度的增加而缓慢增加。上述研究表明, 星系团的质光比比星系群的大很多, 而且星系群和星系团的质光比随着系统质量的增加而缓慢增加。对于星系群和星系团的质光比随质量指数增加的原因, 人们还不是很清楚, 这可能表明大质量星系团的暗物质含量更高。

6 总结和展望

对不同层次天体的质光比的测量可采用不同的方法。对于恒星来说, 可以利用星震测量单星的质量, 也可以利用双谱线分光双星或者天体测量技术, 分别测量出双星的质量。结合不同波段的测光, 就能得到精确的恒星质光关系。利用恒星质光关系以及大样本的单星测光就能统一测量大量单星的质量。测定星团质光比的方法一般有三种: 动力学模型拟合观测数据、恒星演化模型结合初始质量函数进行估算和数值模拟拟合观测数据。研究星团质光比有助于了解星团内部动力学演化过程, 以及星团中可能存在的中等质量黑洞。时至今日, 旋转曲线测量法仍然是测量旋涡星系质光比的最好方法之一。早型星系的质光比测量方法与星团类似, 主要通过建立动力学模型测量有效半径内的质光比。人们可以通过从星系的总质光比中扣除恒星质光比, 来研究星系中暗物质的含量。星系群与星系团的质光比测量的重点在于测质量以及成员认证。可以利用动力学、引力透镜效应、特征光度与暗物质晕的关系, 以及 X 射线测量星系团际气体等方法测量星系群与星系团的质量。星系群与星系团的质光比同样可以用来研究系统中暗物质的含量。

不同层次天体的质光比相差很大, 并且反映了暗物质在不同层次天体中的总体分布情况。利用恒星的质光关系并结合测光, 人们可以得到恒星的质量函数。再通过研究恒星的演化, 从而反推星族的初始质量函数。初始质量函数结合星族演化模型可以用来计算星团与星系的恒星质光比。若星团的恒星质光比与动力学质光比没有系统性差异, 说明星团中几乎不存在暗物质; 若星系的恒星质光比小于动力学质光比, 说明星系中存在暗物质, 但在早型星系的有效半径内暗物质并不占主要地位^[25, 52, 54-59]; 若星系群与星系团的质光比相比星系的质光比大得多, 并且质光比随着系统质量的增加而缓慢增加^[62, 63, 65, 79], 这可能表明星系群与星系团的成员星系之间有额外的暗物质。综上所述, 对星团、星系、星系群和星系团的质光比研究结果表明, 天体层次越大, 暗物质含量就越高。

在不同层次天体质光比的研究中, 仍然存在许多问题。小质量恒星和褐矮星的质光关系依然是恒星领域的一个重要的问题。测量小质量恒星以及褐矮星的质量, 有助于更加全面地了解恒星以及亚恒星天体的内部结构及其形成和演化, 并且也有助于分析系外行星的形成和演化。从最新的 Gaia 巡天观测数据^[15] 可以得到更加精确的视差, 有助于提高恒星以及亚恒星质量测量的精度以及质光关系的分析。虽然对星团的中等质量黑洞问题的研究有了突破性

进展,但是人们仍然不知道存在中等质量黑洞的星团比例、黑洞的质量分布、形成过程,以及对星团形成的影响等,这些问题都有待于进一步的观测与分析研究。在星系、星系群和星系团的研究中,暗物质的分布和暗物质晕的结构仍然是有待继续考察的重点问题。利用 X 射线测量星系团的质量需要限定热气体中湍流速度占比,这是该领域中最前沿的问题,然而这可能需要等下一代的热量计升空后才会有新的观测结果。此外,星系群和星系团质光比随质量指数增加的原因尚无定论。

参考文献:

- [1] Henry T J, McCarthy D W Jr. *AJ*, 1993, 106: 773
- [2] Henry T J, Franz O G, Wasserman L H, et al. *ApJ*, 1999, 512: 864
- [3] Delfosse X, Forveille T, Ségransan D, et al. *A&A*, 2000, 364: 217
- [4] Benedict G F, Henry T J, Franz O G, et al. *AJ*, 2016, 152: 141
- [5] Dupuy T J, Liu M C, Leggett S K, et al. *ApJ*, 2015, 805: 56
- [6] Malkov O Y. *MNRAS*, 2007, 382: 1073
- [7] Andersen J. *A&A Rev*, 1991, 3: 91
- [8] Torres G, Andersen J, Giménez A. *A&A Rev*, 2010, 18: 67
- [9] Horch E P, van Altena W F, Demarque P, et al. *AJ*, 2015, 149: 151
- [10] North J R, Davis J, Bedding T R, et al. *MNRAS*, 2007, 380: L80
- [11] North J R, Davis J, Robertson J G, et al. *MNRAS*, 2009, 393: 245
- [12] ESA. The HIPPARCOS and TYCHO Catalogues: Astrometric and Photometric Star Catalogues Derived from the ESA HIPPARCOS Space Astrometry Mission. Netherlands: ESA Publications Division, 1997
- [13] Perryman M A C, Lindegren L, Kovalevsky J, et al. *A&A*, 1997, 323: L49
- [14] van Leeuwen F. *A&A*, 2007, 474: 653
- [15] Gaia Collaboration, Brown A G A, Vallenari A, et al. *A&A*, 2016, 595: A2
- [16] Portegies Zwart S F, McMillan S L W, Gieles M. *ARA&A*, 2010, 48: 431
- [17] Strader J, Smith G H, Larsen S, et al. *AJ*, 2009, 138: 547
- [18] Larsen S S, Brodie J P, Sarajedini A, et al. *AJ*, 2002, 124: 2615
- [19] Dubath P, Grillmair C J. *A&A*, 1997, 321: 379
- [20] Strader J, Caldwell N, Seth A C. *AJ*, 2011, 142: 8
- [21] Noyola E, Gebhardt K, Bergmann M. *ApJ*, 2008, 676: 1008
- [22] Emsellem E, Monnet G, Bacon R. *A&A*, 1994, 285: 723
- [23] Cappellari M. *MNRAS*, 2002, 333: 400
- [24] van de Ven G, van den Bosch R C E, Verolme E K, et al. *A&A*, 2006, 445: 513
- [25] Cappellari M. *MNRAS*, 2008, 390: 71
- [26] Lützgendorf N, Kissler-Patig M, Noyola E, et al. *A&A*, 2011, 533: A36
- [27] Lützgendorf N, Kissler-Patig M, Gebhardt K, et al. *A&A*, 2012, 542: A129
- [28] Lützgendorf N, Kissler-Patig M, Gebhardt K, et al. *A&A*, 2013, 552: A49
- [29] Baumgardt H. *MNRAS*, 2017, 464: 2174
- [30] Kroupa P. *MNRAS*, 2001, 322: 231
- [31] Bressan A, Marigo P, Girardi L, et al. *MNRAS*, 2012, 427: 127
- [32] Pietrinferni A, Cassisi S, Salaris M, et al. *ApJ*, 2006, 642: 797
- [33] Dotter A, Chaboyer B, Jevremović D, et al. *ApJS*, 2008, 178: 89
- [34] Chabrier G. *PASP*, 2003, 115: 763
- [35] Kruijssen J M D, Mieske S. *A&A*, 2009, 500: 785

- [36] Kruijssen J M D, Lamers H J G L M. *A&A*, 2008, 490: 151
- [37] Baumgardt H, Makino J, Hut P, et al. *ApJ*, 2003, 589: L25
- [38] Jalali B, Baumgardt H, Kissler-Patig M, et al. *A&A*, 2012, 538: A19
- [39] Kızıltan B, Baumgardt H, Loeb A. *Nature*, 2017, 542: 203
- [40] Heggie D C, Giersz M. *MNRAS*, 2008, 389: 1858
- [41] Giersz M, Heggie D C, Hurley J R. *MNRAS*, 2008, 388: 429
- [42] Kruijssen J M D. *A&A*, 2008, 486: L21
- [43] Faber S M, Gallagher J S. *ARA&A*, 1979, 17: 135
- [44] Holmberg E. *Meddelanden Fran Lunds Astronomiska Observatorium Serie II*, 1958, 136: 1
- [45] van Albada T S, Bahcall J N, Begeman K, et al. *ApJ*, 1985, 295: 305
- [46] van Albada T S, Sancisi R. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A*, 1986, 320: 447
- [47] Bershadsky M A, Verheijen M A W, Swaters R A, et al. *ApJ*, 2010, 716: 198
- [48] Bershadsky M A, Verheijen M A W, Westfall K B, et al. *ApJ*, 2010, 716: 234
- [49] Martinsson T P K, Verheijen M A W, Westfall K B, et al. *A&A*, 2013, 557: A131
- [50] Swaters R A, Bershadsky M A, Martinsson T P K, et al. *ApJ*, 2014, 797: L28
- [51] Lelli F, McGaugh S S, Schombert J M. *AJ*, 2016, 152: 157
- [52] Cappellari M, Bacon R, Bureau M, et al. *MNRAS*, 2006, 366: 1126
- [53] Bacon R, Copin Y, Monnet G, et al. *MNRAS*, 2001, 326: 23
- [54] Gerhard O, Kronawitter A, Saglia R P, et al. *AJ*, 2001, 121: 1936
- [55] Thomas J, Saglia R P, Bender R, et al. *MNRAS*, 2007, 382: 657
- [56] Thomas J, Saglia R P, Bender R, et al. *MNRAS*, 2011, 415: 545
- [57] Tortora C, Napolitano N R, Romanowsky A J, et al. *MNRAS*, 2009, 396: 1132
- [58] Williams M J, Bureau M, Cappellari M. *MNRAS*, 2009, 400: 1665
- [59] Cappellari M, Scott N, Alatalo K, et al. *MNRAS*, 2013, 432: 1709
- [60] Cappellari M, McDermid R M, Alatalo K, et al. *Nature*, 2012, 484: 485
- [61] Salpeter E E. *ApJ*, 1955, 121: 161
- [62] Girardi M, Manzato P, Mezzetti M, et al. *ApJ*, 2002, 569: 720
- [63] Popesso P, Biviano A, Böhringer H, et al. *A&A*, 2007, 464: 451
- [64] Proctor R N, Mendes de Oliveira C, Azanha L, et al. *MNRAS*, 2015, 449: 2345
- [65] Tempel E, Tuvikene T, Kipper R, et al. *A&A*, 2017, 602: A100
- [66] Yang X, Mo H J, van den Bosch F C, et al. *ApJ*, 2007, 671: 153
- [67] Yang X, Mo H J, van den Bosch F C, et al. *MNRAS*, 2005, 356: 1293
- [68] Hoekstra H, Franx M, Kuijken K, et al. *ApJ*, 2001, 548: L5
- [69] Parker L C, Hudson M J, Carlberg R G, et al. *ApJ*, 2005, 634: 806
- [70] Han J, Eke V R, Frenk C S, et al. *MNRAS*, 2015, 446: 1356
- [71] Robotham A S G, Norberg P, Driver S P, et al. *MNRAS*, 2011, 416: 2640
- [72] Jones C, Forman W. *ApJ*, 1978, 224: 1
- [73] Sanders J S, Fabian A C, Smith R K, et al. *MNRAS*, 2010, 402: L11
- [74] Sanders J S, Fabian A C, Smith R K. *MNRAS*, 2011, 410: 1797
- [75] Schuecker P, Finoguenov A, Miniati F, et al. *A&A*, 2004, 426: 387
- [76] Churazov E, Forman W, Vikhlinin A, et al. *MNRAS*, 2008, 388: 1062
- [77] Hitomi Collaboration, Aharonian F, Akamatsu H, et al. *Nature*, 2016, 535: 117
- [78] Sheldon E S, Johnston D E, Masjedi M, et al. *ApJ*, 2009, 703: 2232
- [79] Wen Z L, Han J L, Liu F S. *ApJS*, 2009, 183: 197

Research Progresses of Mass-to-Light Ratios for Different Scales of Celestial Objects

ZHONG Ze-hao^{1,2}, ZHAO Gang^{1,2}

(1. Key Laboratory of Optical Astronomy, National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012, China; 2. School of Astronomy and Space Science, University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China)

Abstract: The mass of celestial objects in different scales can be determined by combining the photometric observations and the mass-to-light ratios (m/L).

The mass of a single star can be estimated by utilizing the stellar mass-luminosity relation (MLR). For star clusters and galaxies, the difference of their surface brightness indicates the mass distribution of them. Therefore, we can use m/L to investigate the dynamical evolution of stellar clusters and galaxies.

Because of the existence of dark matter in galaxies, the m/L of galaxies is generally larger than that of stellar clusters, and the m/L of galaxy clusters is generally larger than that of galaxies, therefore, a higher proportion of dark matter in galaxy clusters is expected. This paper briefly introduces the measurement methods of MLR for stars, stellar clusters, galaxies, galaxy groups and galaxy clusters, as well as the recent research progress and future prospects in this field.

Key words: mass-luminosity relation; mass-to-light ratio; stellar clusters; galaxy groups; galaxy clusters