

文章编号: 1000-8349(2011)03-260-17

星系际弥散恒星成分研究进展

董旭策^{1,2} 林伟鹏¹

(1. 中国科学院 上海天文台 星系和宇宙学研究中心, 上海 200030; 2. 中国科学院 研究生院, 北京 100039)

摘要: 对于星系际弥散恒星的研究是分别从观测、数值模拟和半解析模型这三个方面进行的。现在已经在邻近星系团及中低红移处观测到弥散恒星, 甚至在 Virgo 及 Coma 星系团中观测到了单个的弥散恒星。观测数据的积累使得人们能够从统计上了解星系际弥散恒星的性质。研究表明星系际弥散恒星围绕着星系团势阱中心呈椭球状对称分布, 其在星系团恒星总质量中所占比例在 10%~30% 的范围内, 和星系团总质量的关系不大, 但是和星系团的富集程度有很大的相关, 如在一个像 Coma 这样恒星富集度比较高的星系团中, 这个比例能够达到 40% 甚至 50%。数值模拟和半解析模型比较成功地预言了弥散恒星的起源和动力学性质, 使得人们能够了解弥散恒星是在何时以何种方式形成, 与星系团中最亮星系间的关系及其对星系形成模型的影响, 从而对宇宙学研究中的恒星形成、星系中重子物质的分布等做出限制。

关键词: 星系团; 弥散恒星; 星系形成与演化

中图分类号: P157.8 **文献标识码:** A

1 引 言

对星系际弥散恒星的认知始于 1951 年 Zwicky 对 Coma 星系团的研究, 其研究历程与宇宙学, 尤其是暗物质的研究历程, 是紧密联系在一起。1933 年, Zwicky^[1] 对 Coma 星系团进行研究并提出了著名的丢失质量问题。他发现 Coma 星系团中的某些星系具有极高的运动速度, 除非星系团中的质量比观测到的发光物质的质量总和高出 100 倍以上, 否则星系团的引力势阱无法束缚住这些高速运动的星系。这就需要大量不发光的物质来为这个动力学稳定

收稿日期: 2010-09-07; **修回日期:** 2010-10-29

资助项目: 国家自然科学基金 (10873027, 10821302); 973 计划 (2007CB815401); 863 计划 (2006AA01A125)

的自引力束缚系统提供质量。他首次用力定理去推断这些看不见的物质的存在, 计算出星系团中星系的平均质量是从星系观测的光度中推断得出的质量的 160 倍。由此他提出, 星系团中绝大部分的物质是看不见的物质, 即现在人们所说的暗物质。现在的计算结果虽然比他当时的结果稍小一些, 但是依然很清楚地表明占物质质量绝大部分的是人们看不见的不发光的暗物质。当时他的观点并没有得到足够的重视, 直到 20 世纪 70 年代, Rubin 等人^[2]对漩涡星系进行研究, 发现需要额外的物质提供引力势来解释漩涡星系的旋转曲线, Zwicky 提出的关于暗物质的猜测才得到人们的肯定。星系的旋转曲线表明, 星系中除了可以看见的发光恒星外, 还有大量看不见的物质存在。从此, 对暗物质的研究进入了观测与理论相互促进的新阶段。Rubin 等人^[2-4]用灵敏度非常高的光谱仪测量仙女座星云的发射线光谱, 通过对这个漩涡星系的边缘部分光谱的测量, 得到了比以前的测量精确得多的星系边缘的速度曲线。他们发现, 漩涡星系边缘部分的大部分恒星在它们的绕转轨道上具有大致相同的速度, 这预示着在这个星系的某个尺度以外, 它的质量密度是保持不变的。这个结果要求人们要么对牛顿引力理论做出修正, 要么说明至少星系质量的 50% 分布在星系暗晕中。面对同行的怀疑, Rubin 等人坚信他们的观测结果, 认为暗物质是存在的。随着越来越多的科学家开始检测他们的工作, 大多数星系被暗物质主宰的理论逐渐形成。对暗物质的研究迅速发展, 通过大量的对暗物质直接或间接的研究^[5], 例如, 星系的旋转曲线和星系团的星系速度弥散的研究^[6-16], 通过引力透镜的方法对星系团质量^[17-22]、CMB 功率谱^[23-26]、大尺度结构形成^[27]、超新星^[28]以及对相互碰撞的星系团即子弹星系团进行研究^[21], 人们不仅证明了暗物质的存在, 还对其性质有了一定的了解, 同时让人们能够更进一步对宇宙学模型做出限制。

宇宙中物质所占比例, 尤其是重子物质的比例, 对于宇宙学参数的限定、恒星形成理论和星系的形成及演化模型有着重要的意义。Zwicky^[29]在 1951 年对 Coma 星系团的研究中发现, 星系团的光度除了传统的束缚成团的星系中发光物质的贡献外, 还有弥散在星系团中的恒星和其他物质的贡献。在对星系光度函数的研究中, 他首次提出了星系际物质的存在, 并首次对它的光度进行了研究。对弥散在星系团中的恒星所发光(本文后章用 ICL/DSC 表示, ICL: intracluster light, DSC: diffuse stellar component)的研究, 从 Zwicky 开始, 至今已经有半个多世纪, 随着观测技术及观测设备的发展更新, 现在人们已经能够观测到近邻星系团及中低红移星系团中的弥散恒星的光度, 甚至在某些特殊的星系团中能够观测到单个弥散恒星的光谱^[30,31,33-36]。这些观测资料使得人们对弥散恒星在星系团中的空间分布, 所占比例, 以及单个弥散恒星的运动学特征、星族特征等有一定的了解, 进而使得人们能够猜测其形成机制。通过对星系际弥散恒星形成历史的研究又可对宇宙学参数、宇宙学框架下星系的形成和演化做出一定的猜测和限制。

Cen 等人^[37]综合对 $Ly-\alpha$ 森林的观测、标准宇宙学框架下的元素合成理论以及高分辨率数值模拟^[38-42], 通过对红移分别为 2 和 0 时观测到的重子物质的比较, 结合标准宇宙学模型明确提出了“丢失的重子物质”这个问题, 并对丢失重子物质的存在形式提出猜测。McCarthy 等人^[43]通过对大量星系团观测样本的分析并结合 WMAP (Wilkinson microwave anisotropy probe) 的数据发现, 重子物质的质量和现在的宇宙学模型预言相比要少得多, 大概只有理论预言质量的 10%。虽然现在还不能有效地区分重子物质和暗物质,

但是如果发现星系际恒星在重子物质中占有比较大的比例,那么对于解决这个问题有很好的帮助。研究表明星系团中星系际恒星对于质量的贡献是非常重要的,虽然现在的观测数据对于星系际恒星所占比例的限制还具有不确定性,但是有研究表明这个比例可能可以达到 50%^[44-46]。这里,不确定性较大,可能这个值比实际的值要稍大些,但这清楚地表明星系际恒星在估算星系团的重子物质质量时是不能被忽略的。星系际恒星的面亮度非常弱,小于夜空背景的 1%^[47],对它的观测非常困难,但由于它对于理解重子物质的起源、星系间的相互作用、暗物质的分布和星系团中的恒星和气体的丰富程度等有重要的意义,所以有必要对其进行细致的研究。

2 研究进展

星系际恒星的光度,是由那些弥散在星系团中,并在星系团的引力势阱中运动的,但没有被任何一个星系所束缚的恒星所发出的光。虽然早在 1951 年 Zwicky^[29]首次观测到了星系际弥散光的存在,但只有在现代的 CCD 技术出现之后,对这些弥散恒星成分的观测才成为可能。观测星系际恒星最直接的方法是光学波段的宽带深度曝光方法^[44,46,48-54],以及分辨红巨星^[55]和观测行星状星云的方法^[56]。人们不但能够观测到邻近的星系团、星系群及中低红移星系团中的弥散恒星所发的光,甚至还有可能观测到单个弥散恒星的光谱^[30,31,33-36]。通过分析观测数据,人们能够测量出星系际恒星的光度,研究这些弥散恒星的空间分布和诸如条状、弧状、羽状等结构的弥散恒星的特征^[51,53,57-61],以及大尺度上的弥散物质^[44,46,52,62-68]。

理论上星系际恒星是指弥散在星系团中并且没有被星系团中任何一个星系束缚的恒星,但实际上由于人们对于星系的边缘并没有确切的定义^[69],并且弥散恒星和星系(特别是中央星系)边缘有相似的面亮度轮廓,所以对它们的区分非常困难,有时甚至是随意的^[53]。事实上,对星系团中最大质量的椭圆星系形成过程的数值模拟表明,分布在它的暗晕外缘中的恒星和弥散的星系际恒星,都是在相似的星系并合过程中由于潮汐力作用形成的^[70-74]。因此,可以用 ICL 来定量地描述星系团的动力学演化过程中由于星系间的相互作用而形成的低面亮度部分的光度,如单独的潮汐流、星系的极外缘、大尺度上的弥散光度部分。

随着计算机硬件水平的快速提高,数值模拟在天文学上的应用越来越普遍。理论和数值模拟相结合的半解析模型逐渐对星系际恒星的形成机制做出了比较可信的物理解释,对其总质量的预言也在一定程度上和观测相符合。对于星系际恒星形成和演化机制,天文学家们提出了许多猜想。他们认为,或者在最初形成星系团时从星系中剥离出恒星来^[75];或者在疏散星系团中当星系绕转经过其中心区域时,星系中的恒星被剥离出来甚至星系被彻底瓦解而形成弥散恒星^[76,77];或者在星系团中高速绕转的星系间的碰撞过程中剥离出来恒星^[78,79];或者是弥散在星系际间的气体云团由于自引力塌缩而形成^[80,81];或者是星系、星系群或小质量的星系团在更大质量的星系团的引力势阱中下落时形成^[82-84];甚至也有可能是在星系团中星系并合成为大质量中央星系的过程中形成^[72,73]。这些物理过程可以同时发生在星系团中,因此形成的弥散恒星有着各自不同的观测特征,并且分布在星系团由外部向中心的不同区域^[85]。可由观测单个弥散恒星的光谱,如行星状星云(planetary nebulae, 简写 PNe)的 [O III] 线,球状星团(globular cluster, 简写 GC)的分子氢和中性氢

比值 $[H_2/H I]$, 来判断其动力学性质, 进而由其动力学性质来判断是由哪种机制形成。大量的研究表明, 星系际恒星最主要的形成机制是在星系团等级成团的吸积历史中, 由于星系间的相互作用及并合过程, 束缚在星系中的恒星被潮汐力从星系中直接剥离出来而弥散在星系团中。这样的形成机制使得星系际恒星所发出的光在整个星系团的总光度中所占的比例随着星系团的演化而增加^[71-73,82,84,86-89]。因为星系际恒星的形成与星系团的动力学历史密切相关, 所以对其结构特征的观测数据有助于人们了解星系团和星系的形成及演化。

2.1 观测研究

星系际恒星的面亮度非常低, 常用的观测手段是光学波段的宽带深度观测。现在人们能够在邻近宇宙及中、低红移处观测 ICL 的光度和光谱, 从而可以了解星系际恒星的分布、大尺度上的弥散恒星及单个弥散恒星的运动学特征。对于星系际恒星的研究, 在整体上人们可以观测其面亮度, 然后设定某个阈值来扣除背景星系的光度, 如在 B 波段设其阈值为 $29.0 \text{ (mag} \cdot \text{arcsec}^{-2})$ ^[35], 但是这种方法很难确切地区分观测到的光到底是来源于星系团最亮星系 (brightest cluster galaxy, 简写 BCG) 还是 ICL; 而对于单个弥散恒星的观测, 就需要寻找星系际行星状星云 (intracluster planetary nebula, 简写 IPNe)。现在已经可以在 100 Mpc 的尺度内观察到 IPNe 的光谱^[30,31,33,34]。对于单个弥散恒星的观测, 虽然无助于对星系际恒星的分布性质及其比例的研究, 但却能够认识其动力学特征, 由此可以区分一个明亮星系外延的暗晕中哪些成分是属于星系际恒星的。由于不同的研究者对于 ICL(或 DSC) 的定义不同, 对其所占总的恒星质量比例的结果必有较大不同。

Lin 和 Mohr^[90] 通过近红外 K 波段对 2MASS(the Two Micron All Sky Survey) 提供的 93 个星系团和星系群样本的研究, 系统地探究了不同质量星系团中的 BCG 和 ICL 的性质。由于他们采用的星系团质量跨度约有 70 倍, 所以能够对 ICL 和星系团质量的相关性有所研究。他们发现 ICL 在星系团的恒星总质量中所占的比例随着星系团质量的增大而增大, 在 $2\% \sim 50\%$ 这个巨大的范围内。在质量为 $10^{15} M_{\odot}$ 的星系团中, 超过星系团恒星总质量的 50% 的恒星以 ICL 形式存在; 在质量超过 $10^{14} M_{\odot}$ 的星系团中, ICL 的比例在 $30\% \sim 60\%$ 的范围内变化。他们的研究表明星系际恒星在星系团的演化历史中起着重要的作用。

现在的观测数据对星系际恒星在星系团恒星总质量中所占的比例限制在 $10\% \text{ [64,65]} \sim 35\% \text{ [45]}$ 之间。也有些观测结果说明星系际恒星的比例与星系团恒星总质量强烈相关: 在疏散星系群中, 这个比例约为 $2\% \text{ [91]}$; 而在像 Virgo 这样的星系团中, 这个比例上升到 $5\% \sim 10\% \text{ [53,92-94]}$; 在更大质量的星系团中, 这个比例约为 $10\% \sim 20\%$ 或更高^[44,52,60,62,95]。

Adami 等人^[63] 利用 CFHT(Canada-France-Hawaii Telescope) 对 Coma 星系团进行多波段观测, 结果表明 ICL 或者分布在星系团的中心, 或者分布在沿着大尺度结构上星系并合的方向。Salinas 等人^[96] 对 Abell545 的面亮度分布研究独立地证明了 ICL 是一个区别于 BCG 晕的成分。Gonzalez 等人^[45,54] 对大量的星系团和星系群进行观测, 并各自独立分析观测数据, 发现集中在星系团的 BCG+ICL 中的质量比例, 随着星系团质量的减少而增加。而且 BCG+ICL 的光度主要集中在星系团中心, 从 $0.1R_{200}$ 以内的 65% 单调递减到 R_{200} 以内的 33% , 和 Zibetti^[64,65] 等人的结果相一致。

IPNe 是星系及星系团演化历史的一个有用的研究工具。通过对它的观测, 人们能够了解星系际恒星的动力学特征及所属星族^[34,97,98]。Feldmeier 等人^[93] 分析了在 Virgo 星系团中

0.89 平方度范围内发现的 318 个 IPNe 候选者, 发现在 Virgo 星系团中约有 10%~20% 恒星以 ICL 的形式存在, 对 IPNe 的分析证明 Virgo 星系团中有许多星系际恒星来源于晚型星系及矮星系, 并发现星系际恒星集中在团中很小 (约角分量级) 的尺度内。

由于星系团是星系比较密集的区域, 它们的中心一般都是比较年老的椭圆星系。而在椭圆星系中球状星团的数目较多, 亮度较大, 使得它们能够很容易地被观测到。如果能够在星系团内发现弥散的球状星团, 通过对球状星团的观测就可以了解 DSC 的起源^[99-101]。在 Coma 星系团中观测到大量的球状星团, 说明 DSC 也有可能由星系际弥散的气体中形成^[81,102]。如果能够证实球状星团具有比星系团更老的年龄, 那么也有可能是随同星系被星系团吸积到其内。

Zibetti 等人^[64,65] 使用具有代表性的样本首次在统计上系统地研究了 ICL 的性质。他们从 SDSS (Sloan Digital Sky Survey) 第一次释放的视场有 1 500 平方度的数据中^[103,104], 选择了红移在 0.2~0.3 之间的 683 个星系团。由于他们采用的是在大量样本中求取统计平均值的方法, 缺少 ICL 的动力学特征, 所以他们定义的 ICL 是任意星系中在 r 波段光流量超过的 $25 \text{ mag} \cdot \text{arcsec}^{-2}$ 等照度线的部分。他们在这 683 个样本中采用层叠的方法分别在 $g/r/i$ 波段处理图像, 把除了星系团的 BCG 以外的所有其他星系和污染光源发出的光剔除, 这样剩下的就是 BCG+ICL 的光了。如图 1 所示, ICL 非常集中地分布在中心区域, 它对于总的面亮度的贡献从 100 kpc 处的 40% 下降到 600 kpc 以外的比 5% 还少, 这说明星系际弥散恒星的形成主要在星系团的中心区域, 并猜测它们有效的形成机制是星系在做轨道运动经过 BCG

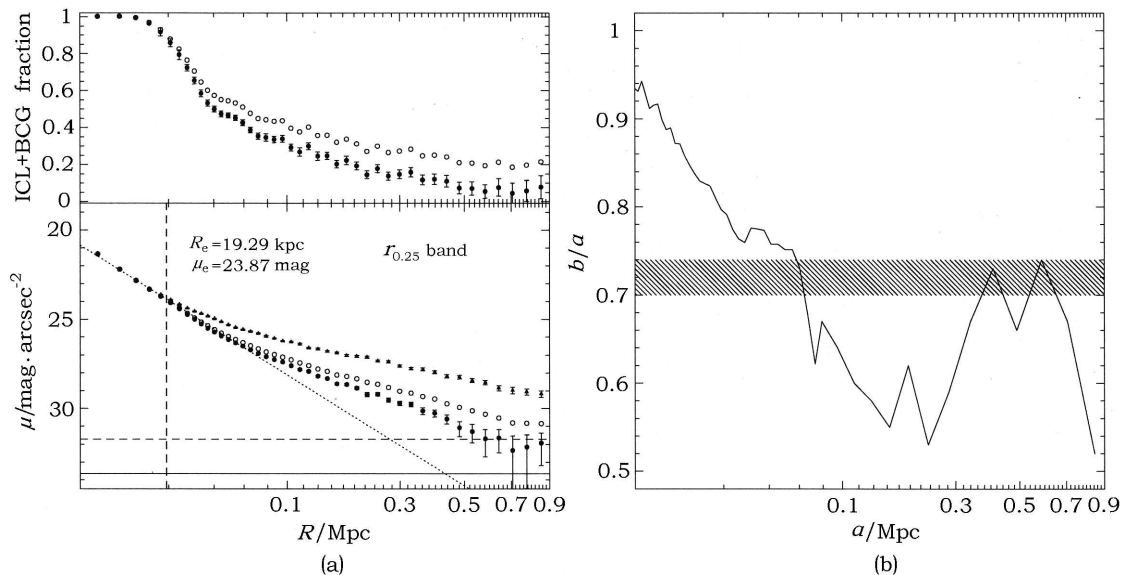


图 1 面亮度图

(a) 是 r 波度的面亮度图, 带有误差估计的三角形表示所有成分的面亮度曲线, 空心圆圈表示测量到的弥散恒星的面亮度曲线, 带有误差估计的实心圆圈表示修正后的 ICL 的面亮度曲线。点线表示拟合的较符合 BCG 中心面亮度的 de Vaucouleurs 轮廓, 垂直短划线表示 R_e (半光度半径), 水平短划线和直线分别表示所有成分和弥散成分的 1σ 的背景不确定值。(b) 表示具有较平的 BCG 的星系团的等照度线形状, 实线表示没有经过修正的 ICL+BCG 的等照度线轮廓长短轴的比率, 误差从中心区域到距离中心 500 kpc 的区域由 0.05 增加到 0.1, 阴影区域表示总光度的 1σ 的误差估计^[65]。

的主轴方向时被潮汐力撕扯下来。他们还计算了 $g-r$ 和 $r-i$ 波段的色指数, 发现其色指数轮廓和星系的基本一致, 或者是仅仅比星系的稍红一点, 这说明弥散恒星的星族和星系是相同的。由于分辨 ICL 和光度非常小的星系很困难, 所以对于 ICL 的估计在一定程度上依赖于光度函数。而对 ICL 的研究能对星系光度函数的低光度尾巴做出一定的限制。他们计算出一个简单的 *schechter* 光度函数的低光度尾巴的幂指数要小于 -1.35 。Zibetti 等人还研究了星系际恒星面亮度对星系团中星系的富集程度及 BCG 的依赖关系。他们发现具有明亮的 BCG 及星系富集度比较高的星系团中的弥散恒星面亮度会比较高, 但是星系团中弥散恒星的比例却与这两个量无关。

表 1 低面亮度结构的光度^[105]

区域 (见图 4、图 5)	$B-V$ 色指数	$\mu_\nu/\text{mag} \cdot \text{arcsec}^{-2}$
A	0.75 ~ 1.05	28.6
B	0.80 ~ 1.20	29.2
C	0.70 ~ 1.00	28.7
E1	0.80 ~ 0.90	28.2
E2	0.75 ~ 0.85	27.7
E3	0.75 ~ 0.85	27.6
D1	0.65 ~ 0.75	27.2
D2	0.50 ~ 0.70	28.4

大量的观测研究表明, 质量越大的星系团中包含的不被团星系所束缚的恒星越多。在对观测到的 Virgo 星系团的 ν 波段图像处理中, Mihos 等人^[53] 在 2005 年的工作中发现, 在 Virgo 星系团的中心区域有大量的弥散恒星存在。Rudick 等人^[105] 利用 CWRU (Case Western Reserve University) 的 Burrell schmidt 望远镜在光学波段对 Virgo 星系团做长期的深度观测。他们通过研究 Virgo 星系团中心区域 b 波段的面亮度来研究其中的弥散恒星所发的光。他们在 Virgo 星系团的中心区域发现大量的弥散物质存在, 并发现 ICL 的特征面亮度较小 $\mu_b \approx 29 \text{ mag} \cdot \text{arcsec}^{-2}$, 证实了 Mihos 等人 2005 年的结果。结合 Mihos 等人在 2005 年的数据, 他们得出了 Virgo 星系团的低面亮度结构的 BV 色指数, 如图 2-5 及表 1。追踪研究 M87 外部边缘超过 $2000''$ 区域的色指数时, 他们发现其色指数有随半径增大变蓝的趋势。他们还发现 M87 暗晕的色指数和其以外的弥散物质所发出光的色指数非常相似, $B-V \approx 0.8$ 。Williams 等人^[106] 在非常大的尺度上, 即远离了星系团中比较大的星系, 测量了 Virgo 星系团的星系际恒星的年龄和金属丰度, 发现其中大部分的年龄 $\geq 10 \text{ Ga}$, 其金属丰度 $[M/H] \leq -1.0$ 。许多研究和他们得出的结论相符, 他们得出的平均色指数约为 0.8, 和星系团中 BCG 的暗晕外缘的色指数相似^[64,65,67,68]。而 Van Zee 等人^[107] 2004 年的研究表明 M87 的外部区域及潮汐特征的色指数和 Virgo 星系团中的矮椭圆星系的色指数一致。虽然由于年龄和金属丰度的简并, 单单相似的色指数并不能很确定地证明两个恒星星族是相同的, 但是至少能说明这两部分有共同的起源, 有相似的形成机制, 即它们都是在星系团的等级成团过程中由于星系间的潮汐力作用形成的。

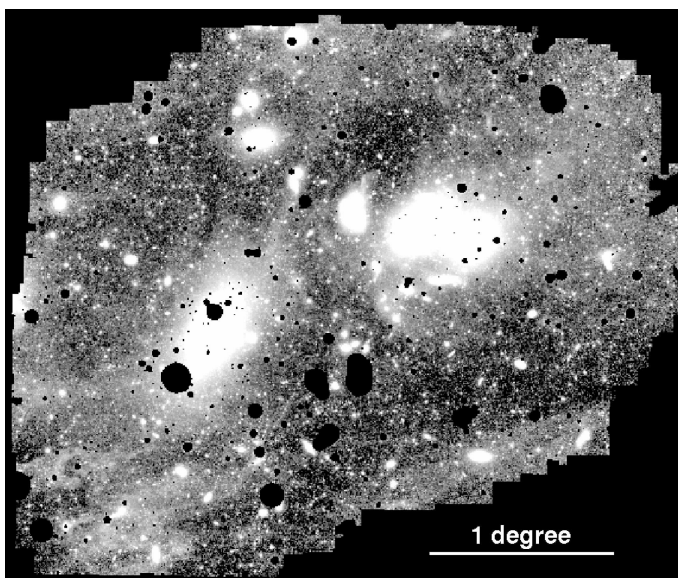


图 2 Virgo 星系团 b 波段的低面亮度结构处理图片

全部区域中少于 5 次曝光的图片被剔除, 而且小于 5ADU 的恒星也被剔除。图片取区间在 16×16 像素, 目的是增加信噪比以期能展现出光度非常弱的机构^[105]。

2.2 数值模拟

通常的宇宙学数值模拟, 是在目前流行的含冷暗物质和宇宙学常数的宇宙学模型 (Λ CDM) 框架下进行的。典型的数值模拟有 Millennium^[108,109] 模拟, 它采用平直时空的 Λ CDM 模型, 宇宙学参数分别取: $\Omega_m = 0.25, \Omega_\Lambda = 0.75, h = 0.73, n_s = 1, \sigma_8 = 0.9, \Omega_b = 0.04136$, 与现在宇宙学观测限制得到的结果相一致^[110]。随着科学研究的日益深入及计算机硬件水平的日益提高, 已经可以利用数值模拟的方法研究星系际恒星, 在提高分辨率及运算能力的基础上, 引入诸如激波加热、辐射冷却、恒星形成、化学演化、超新星爆发和活动星系核 (AGN) 反馈等物理过程^[73,82,87,111-115]。一般的数值模拟结果分析步骤是, 先利用流体动力学的方法在 Λ CDM 框架下模拟宇宙或星系团的演化, 在得出模拟数据后, 再用 FOF (friends-of-friends) 算法^[116,117] 或者 SO (spherical overdensity) 方法^[118] 在暗物质粒子中找主结构。FOF 算法是设定一个固有长度 l , 把那些粒子间距离小于 l 的所有粒子认为是一个主结构团块放在一起, 一般选择 $l \approx 0.2$ (以粒子间平均距离为一个单位)。SO 算法是先在粒子的分布中找到其密度峰值区域, 再以密度峰值区域为中心, 选择合适的半径使得其内的粒子密度超过某个给定的值, 这个区域内的粒子被认为是在一个主结构团块内。找到主结构之后, 再利用 SUBFINDER 算法^[119] 在主结构中寻找其中的主晕和子结构。最后对找到的子结构进行分析。用数值模拟的方法研究星系际恒星, 最为关键的在于区别弥散恒星和束缚在星系中的恒星, 主要是区别 BCG 外延的恒星。到目前为止, 研

究工作中主要使用 3 种各自独立的方法, 分别是:

(1) 阈值半径方法。给中心星系设定一个阈值半径, 在这个半径以外的恒星定义为 DSC。Puchwein^[115] 结合星系团质量和 BCG 光度的经验关系^[120] 及 BCG 光度和半光度半径的关系^[121], 得出的阈值半径公式为 $r_{\text{cut}} = 3 \times r_e$,

$$r_{\text{cut}} = 27.3 h^{-1} \text{kpc} \times \left(\frac{M_{200}^{\text{crit}}}{10^{15} h^{-1} M_{\odot}} \right)^{0.29}. \quad (1)$$

h 表示无量纲的哈勃常数, M_{\odot} 表示太阳质量, M_{200}^{crit} 表示 200 倍宇宙临界密度的球形区域中物质质量, r_e 表示半光度半径, r_{cut} 表示所得阈值半径, 在这个半径以内的恒星是属于 BCG 的, 而在主晕中超出这个半径的恒星就是 DSC。

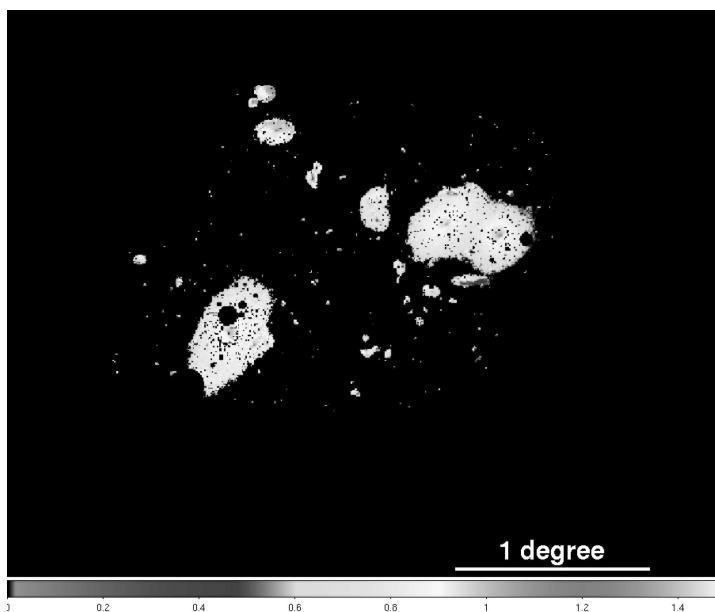


图 3 像素和图 2 一样的 Virgo 星系团中心区域的 $B - V$ 波段的色指数图

明亮的恒星和所有面亮度在 $\mu_{\nu} > 27.0 \text{ mag} \cdot \text{arcsec}^{-2}$ 或 $\mu_b > 27.5 \text{ mag} \cdot \text{arcsec}^{-2}$ 的像素都被剔除。由于系统误差, 低面亮度结构的色指数测量在大尺度上是不可靠的^[105]。

(2) 分析星系面亮度轮廓方法。通常认为 de Vaucouleurs 轮廓^[122] 对椭圆星系面亮度轮廓符合得比较好, 而对 cD 星系的光度观测表明, 其内部区域的光度对 de Vaucouleurs 轮廓符合得较好, 在比较大的半径处稍微超出^[123]。这些超出的部分就认为是星系际恒星发出的光。

(3) 分析恒星的速度分布和结合能^[113]。在数值模拟中, 单个恒星的动力学性质是明确的, 所以人们能够通过追踪恒星粒子的方法来了解 DSC 及星系的形成历史。

Merritt^[75] 和 Moore 等人^[78] 在 N 体流体动力学模拟中证明, 动力学扰动、潮汐力及冲压将会把一个小质量的具有恒星形成的盘星系中的大部分恒星剥离, 使其成为一个矮星系, 他们的研究说明矮星系和 ICL 具有相同的起源。如果是这样, 它们就应当具有相同的

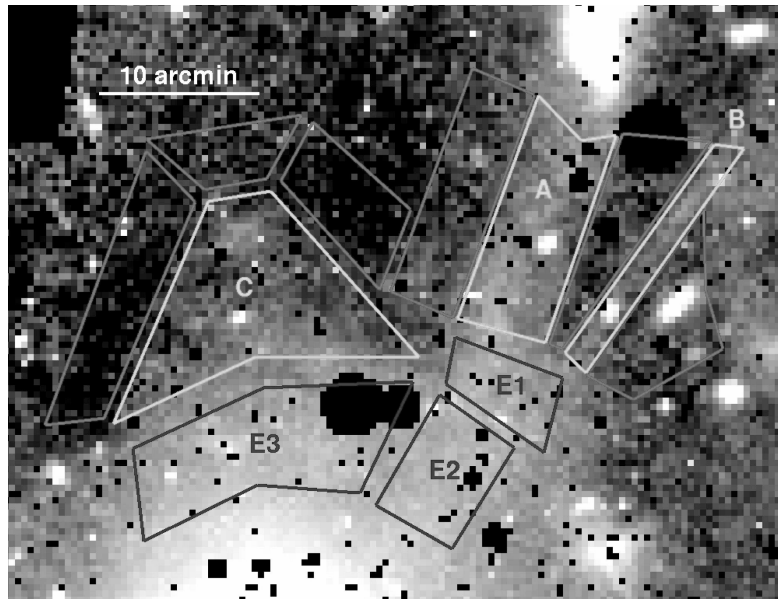


图 4 M87 的北部区域, 包含许多已经测量出其 $B - V$ 色指数的有趣的潮汐力结构

框出区域中, 标示 (A,B,C) 的是潮汐力结构部分, (E1,E2,E3) 是 M87 的外部恒星包围层, 剩余的是用来测量本区域天空背景亮度的背景区域。其中明亮的星系在光度分析中已经被剔除了^[105]。

色指数轮廓, 矮星系的光度函数和 ICL 就具有相关性; 同样, 它们的分布也可能相似。也有研究在数值模拟中假定 DSC 是被潮汐力撕扯下来的星系中的恒星, 由于星系不同的并合历史, DSC 的光度占整个星系团光度的比例在 10% ~ 15%^[124]。Murante 等人^[73] 仔细研究了星系际恒星的起源, 他们发现 ICL 的比例随着 halo 质量的增加从 10% 增加到 30%。在他们的模拟中, 超过一半的星系际恒星来源于卫星星系和 BCG 的并合, 有 1/4 的 DSC 来自于大质量星系, 还有 1/4 的 DSC 来自被彻底瓦解的星系。他们的研究表明在 BCG 或其他大质量星系的形成历史中, 星系间的并合过程会形成星系际弥散恒星, 并且在红移 $z < 1$ 以后, 随着红移的减小, 弥散恒星的数目会稳定增加。Dolag 等人^[113] 运行 gadget2^[108] 模拟星系形成, 在去除了所有的卫星星系之后, 他们采用方法 3, 即从动力学上来区分弥散恒星和盘中的恒星。他们发现弥散恒星和盘恒星在空间分布、速度分布及形成历史上有着清楚的区别。他们的研究表明星系际恒星的速度弥散要比盘恒星大 3 倍左右, 但是在径向分布上却没有盘恒星集中, 弥散恒星的年龄要老些, 平均为 1.5 Ga, 并且弥散恒星的比例对星系团质量的依赖很小, 而敏感地依赖星系团的形成历史, 他们得到的弥散恒星的比例是 33%。

以前的数值模拟中, 因为没有考虑非引力加热机制的作用, 在团块密集区域存在着一个过分冷却的问题。在这样的数值模拟中, 由于气体冷却时标非常短, 因此其中的冷气体比例就比较大, 形成的恒星数量也就比较多, 造成中心星系光度与观测相比过蓝或者过亮的问题。为补偿星系团中心的过分冷却问题, Puchwein 等人^[112,115,125] 在模型中引入 AGN 反馈机制, 极大地提高了数值模拟和观测的符合程度。Puchwein 等人^[115] 采用含有 AGN

反馈机制的能够分辨最小星系的数值模拟^[27](暗晕选自 Millennium Simulation), 分别用 3 种不同的方法(方法 1 到 3)来定义 ICL。他们发现这几种方法得出的星系际恒星的比例都在 45%, 比观测推断出的值高出不少。研究表明这个值与数值模拟的分辨率和积分精度强烈相关, 但对其中的恒星形成模型的依赖不太敏感, 和 halo 质量大小无关。由于星系的尺度和潮汐力尺度的比率随星系质量变化, 被剥离的恒星比例也随着其寄主星系质量的增加而增大, 并且运转轨道距星系团中心越近的星系丢失的质量也就越多。在他们的模拟中, 星系际恒星大多是在红移 $z > 1$ 时, 在大质量星系向星系团中心高密度区域下落过程中被撕扯下来的, 同时也有约 30% 的星系际恒星是在星系际冷气体云团中形成的。这些气体云团也是在卫星星系和 BCG 的相互作用中被剥离出来的, 被剥离的恒星并不是平滑地分布在星系团中, 而是以条状和潮汐力结构的形式存在。

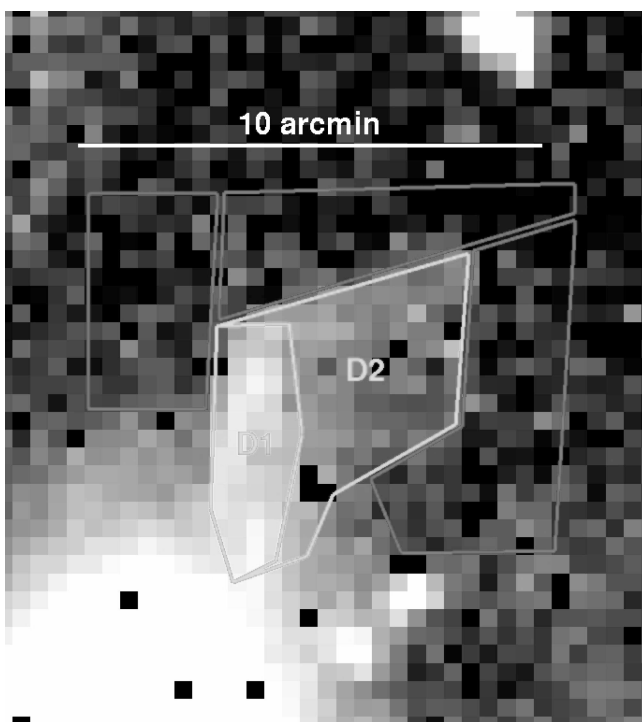


图 5 相互作用的星系对 NGC4435/4438 北部区域的羽状物结构

框出区域中, (D1,D2) 包含羽状物结构, 其余区域表示用以测量本区域背景面亮度的区域^[105]。

2.3 半解析模型

在标准的星系形成模型中, 随着重子物质的冷却, 星系在暗物质晕的中心首先形成, 然后掉向暗物质晕团引力势阱的最小值处^[126-129]。暗物质晕并不是孤立的, 它们会随着时间的演化而相互并合, 小质量晕会被大质量晕吸积而成为其中的子结构^[16,130,131]。子晕的演化过程相对于其形成过程来说包含了更多更复杂的物理过程。在一个暗晕掉落向另一个更大质量的暗晕成为其子晕的过程中, 其中心星系保持完整, 而其外部区域会有

大量质量被潮汐力撕扯下来,这个过程就是对暗物质和恒星质量的剥离。子晕在其绕主晕的轨道上绕转时,会因为潮汐力的撕扯而丢失许多质量,同时由于动力学摩擦作用而掉向主晕^[132]。普遍认为星系并合在暗物质晕的并合之后,星系中的恒星由于潮汐力撕扯而形成星系际弥散恒星^[71,72],并且离质量中心越近,潮汐力撕扯得就越厉害。

Moore 等人^[78]研究了在一个高密度环境中潮汐力的撕扯和持续干扰,即星系干扰的影响,如在星系团的引力势阱中大量高速绕转星系相互碰撞的积累效应。他们的模型说明星系干扰效应对一些星系团中存在的巨大低面亮度成分的来源做出解释。星系,甚至是星系团间的相互作用对于星系团中星系的形成和演化是非常重要的, Barnes 等人^[133]的关于矮星系在潮汐力尾巴中形成的模型说明,人们能够在星系团中观测到作为潮汐力尾巴及并合遗迹存在的低面亮度结构。Trentham 等人^[51]在对 Coma 星系团的观测中发现了此类低面亮度弧,验证了他们的模型。

现在关于星系形成的半解析模型,大多假定卫星星系的最终结局是和中央星系并合^[134],忽视了星系际恒星的存在。在这样的模型中,恒星要么在中央星系中,要么在卫星系中,这就使得与观测值比较而言,或者中央星系的质量过大,或者卫星系的数目过多。由于不同质量的暗晕中的 DSC 表明不同环境中星系的演化,如果一个星系团理论模型中的恒星总数比实际观测到的多,那么利用观测到的星系的质光比去解决恒星形成问题就会有误差。Monaco^[71]用星系形成的半解析模型证明,在结构等级成团的模型中,卫星系和 BCG 的并合在红移 $z = 1$ 到 $z = 0$ 之间是非常强烈的。如果在并合过程中没有大量的恒星被剥离成为弥散恒星,那么在这两个红移上将预言比光度函数更多的亮星系。对 Coma 星系团的观测表明,这样的过程的确正在发生^[135],并且对孤立的只有恒星的椭圆星系并合的数值模拟表明,在这种并合过程中最初的恒星总质量约有 21% 成为弥散恒星^[136]。

杨等人^[137]假定卫星系和子晕的关系和今天的中央星系和主晕的关系相似,利用卫星系中恒星的条件质量函数^[138]与子晕的质量函数^[139],结合数值计算,研究了卫星系及其被剥离出来的恒星的最终结局。根据他们的计算,被剥离的恒星最终大半以星系际恒星的形式存在。他们预言的作为星系速度弥散函数的星系际恒星的成分与 Gonzalez 等人^[45]的观测数据符合得较好。他们计算发现,在一个质量约为 $M_h = 10^{14} h^{-1} \cdot M_\odot$ 的晕中,被剥离的恒星质量和依然束缚在中央星系及卫星系中的恒星质量的比例是最高的,约为恒星总质量的 40%。如果所有这些被剥离恒星以星系际恒星的形式存在,那么在整个宇宙的全部恒星中以弥散恒星形式存在的比例为 19%;如果绝大部分的恒星最终被中央星系吸积,那么这个比值就为 5%。

分别有占多少比例的子晕最终与主晕相并合或是被彻底瓦解,目前为止还没有确定的答案。现在的模拟中大多粗略地给出个阈值半径,在这个半径内的子晕被彻底瓦解。甘等人^[140]采用了更加符合物理规律的方法来确定子晕最终的归宿,并合或瓦解。在他们的模型中以角动量是否为零来判断子晕是否与主晕并合。他们发现,潮汐力作用使得子晕丢失质量,同时也使得子晕的角动量增大。潮汐力剥离质量的效率越高,子晕的质量丢失得越快,其并合时标也就越长。并且潮汐力作用使得子晕变得更加密集,因而不易被彻底瓦解,这些密集的子晕的存在使得主晕的质量不至于过大。

3 总结和展望

对于 ICL, 未来的研究中需要积累更多的观测数据, 以期得出统计上比较信服的结论。现在对 BCG 与 ICL 的关系, 观测数据较多, 它们之间的关系也有比较直观的了解。数值模拟的结果表明, 大量的 DSC 都来源于大质量星系间的并合过程。通过大量样本积累, 从统计上分析星系团中不同质量的星系和 ICL 的关系, 以期能够得出 DSC 在整个星系团中的比例, 从而更加精确地确定重子物质的比例。同时可以对邻近星系团如 Virgo/Coma 等中 IPNe 及 GC 积累更多的观测数据, 通过光谱分析了解单个 DSC 的动力学特征。

在理论上需要考虑如非引力加热等更加具体细节的物理过程, 在数值模拟中需要用更加符合物理规律的方法来区别 DSC 和束缚恒星, 如用面亮度拟合方法。同样人们可以用数值模拟预言 DSC 的金属丰度分布和色指数, 并和观测数据相比较。

在 ICL 研究中存在一个关键的问题——ICL 的定义。无论是用等面亮度轮廓方法还是动力学方法, 与数值模拟的比较都存在困难。前者是由于数值模拟需要用质量函数来拟合光度函数, 后者是因为观测中对 DSC 的动力学特征了解得还不够。如果在数值模拟中分析得出的面亮度轮廓和观测上光度测量的结果符合较好, 那么就能够设定一个面亮度阈值, 通过观测数据和模拟数据的比较清楚地区分出 ICL。同时也需要更多的观测资料来分辨星系团中的低面亮度结构。

由于计算能力的局限, 数值模拟只能达到某一精度。而物理对象的模型化, 在数值模拟及半解析模型中数值效应的影响是必须要考虑的。其一, 数值模拟只是对宇宙的部分模拟, 并不是整个宇宙, 数据存在固有的统计上的不确定性, 称之为宇宙方差 (cosmic variance)。这就需要对同一模型多次模拟, 增加置信度。其二是数值分辨率高低给数据带来的固有的精度上的不同。如果数值分辨率过高, 则模拟中的恒星形成率就会比较高, 这就会抑制大质量星系的形成, 使得小质量端的星系中恒星数目过多; 如果分辨率过低, 那么小质量星系更容易被剥离甚至打散, 导致中央星系过亮而卫星星系数目不足, DSC 的比例偏大^[141]。这是一个需要进一步深入研究的问题。

由于 ICL 的面亮度非常低, 观测上很难直接观测到。虽然由于 CCD 的出现及技术设备的更新, 人们可以采用深度观测的方法来观测 ICL, 甚至能够通过寻找 IPNe 及 GC 来观测单个的 DSC, 但是人们依然难以区分 DSC 和星系外延中的恒星。由于星系团中低面亮度结构的大量存在, 人们也需要对它们仔细辨认。可以从以下各个方面进行研究。

(1) 金属丰度。在 Virgo 星系团中, DSC 的年龄非常老, 金属丰度比较小, 但是金属丰度却分布在很大的范围内, 这说明 DSC 是从很多不同的星系中剥离出来的。

(2) 和星系颜色比较。分布在中等红移的星系团中的大部分 ICL 和星系团中早型星系有相同的色指数。这说明它们有相似的形成机制。可以用数值模拟方法得出 DSC 的金属丰度分布和颜色, 并和现有的观测数据比较。

(3) 空间分布。从整体上说, 星系际恒星在星系团内围绕着引力势阱中心呈椭球状分布。在距中心较远的地方, DSC 数量较多, 随着半径的增大, 其数目逐渐减少; 沿径向的分布是在星系团中心集中, 越往外边越是稀少, 和其形成机制有关。

(4) 时间分布。DSC 的比例随着星系团的演化而逐渐增多。主要是由于相互作用星系

的增多, ICL 光度随星系团的演化而增加。

(5) 和 BCG 的关系。因为在有些观测中 ICL 和 BCG 的等照度线并不符合, 人们可以得出这样的结论, 即 DSC 和盘恒星是两个需要区别的结构。在对像 Coma 及 Abell 1185 这样的星系团的观测中发现, ICL 并不是仅仅嵌在一个 BCG 中。例如在 Abell 545 中, 在许多星系的外延观测到了 ICL, 却没有在中心的致密盘中观测到。这说明 ICL 和星系晕可能是不同的两个结构。如果能从对邻近星系团中心的 IPNe 及 GC 的观测资料中得到 DSC 的动力学性质, 人们就可以从物理上具体地区分 DSC 和 BCG 晕中的恒星。

(6) 所占比例。DSC 在星系团中所占的比例在 10% ~ 40% 之间, 这个比例和星系团中星系的富集程度无关, 随星系团质量的增大而增大。

(7) 形成机制。对所有 ICL 观测特征的总结, 使得人们能够从理论上提出物理解释, 对现在的理论模型进行限制。现在普遍认同的 DSC 形成机制从物理上讲有两种: 动力学剥离(潮汐力作用、动力学扰动、冲压作用)和在星系际介质(ICM)中形成。相关的形成过程复杂多样, 如不同质量的星系间或星系团间的相互作用, 星系团形成过程中从星系中剥离恒星形成 DSC, 两个小质量星系团碰撞, 卫星系经过中央星系时由于潮汐力作用而剥离出恒星形成 DSC, 小星系被大质量星系吸积时, 星系团中两个高速绕转的星系碰撞时, 星系的并合过程中形成。不同过程中形成的 DSC 在空间上分布于星系团由外部到中心的不同区域。

星系际弥散恒星成分的研究中, 还存在很大的不确定性, 需要综合利用观测和数值模拟等方法进行深入的考察和研究。

参考文献:

- [1] Zwicky F. *AcHPh*, 1933, 6: 110Z
- [2] Rubin V C, Ford W K Jr. *ApJ*, 1970, 159: 379R
- [3] Rubin V C. *IAUS*, 1979, 84: 211R
- [4] Rubin V C, Ford W K Jr, Thonnard N. *ApJ*, 1980, 238: 471R
- [5] Bertone G, Hooper D, Silk J. *PhR*, 2005, 405: 279B
- [6] DeBlok W J G, McGaugh S S, Bosma A, et al. *ApJ*, 2001, 552L: 23D
- [7] McGaugh S, Rubin V C, de Blok E. *AJ*, 2001, 122: 2381M
- [8] Salucci P, Borriello A. *LNP*, 2003, 616: 66S
- [9] Koopmans L V E, Treu T. *ApJ*, 2003, 583: 606K
- [10] Dekel A. *Nature*, 2005, 437: 707D
- [11] Faber S M, Jackson R E. *ApJ*, 1976, 204: 668F
- [12] Rejkuba M, Dubath P, Minniti D, et al. *IAUS*, 2008, 246: 418R
- [13] Weinberg M D, Blitz L. *ApJ*, 2006, 641L: 33W
- [14] Ciardullo R, Jacoby G H, Dejonghe H B. *ApJ*, 1993, 414: 454C
- [15] Mateo M L. *ARA&A*, 1998, 36: 435M
- [16] Moore B, Ghigna S, Governato F, et al. *ApJ*, 1999, 524L: 19M
- [17] Vikhlinin A. *ApJ*, 2006, 640: 691V
- [18] Taylor A N, Dye S, Broadhurst T J, et al. *ApJ*, 1998, 501: 539T
- [19] Refregier A. *ARA&A*, 2003, 41: 645R

- [20] Massey R, Rhodes J, Ellis R, et al. *Nature*, 2007, 445: 286M
- [21] Clowe D, Bradac M, Gonzalez A H, et al. *ApJ*, 2006, 648L: 109C
- [22] Rowe B, Bacon D, Heymans C, et al. *ASPC*, 2007, 379: 338R
- [23] Leitch E M. *Nature*, 2002, 420: 763L
- [24] Leitch E M. *ApJ*, 2005, 624: 10L
- [25] Readhead A C S. *Sci*, 2004, 306: 836R
- [26] Hinshaw G. *ApJS*, 2009, 180: 225H
- [27] Springel V. *Nature*, 2005, 435: 629S
- [28] Kowalski M. *ApJ*, 2008, 686: 749K
- [29] Zwicky F. *PASP*, 1951, 63: 61Z
- [30] Feldmeier J J, Ciardullo R, Jacoby G H, et al. *IAUS*, 2004, 217: 64F
- [31] Feldmeier J J. *arXiv:/0407625*, 2004
- [32] Ciardullo R, Durrell P R, Laychak M B, et al. *ApJ*, 2004, 614: 167C
- [33] Herrmann K A, Ciardullo R, Feldmeier J J, et al. *ApJ*, 2008, 683: 630H
- [34] Doherty M, Arnaboldi M, Das P, et al. *A&A*, 2009, 502: 771
- [35] Mihos J C, Janowiecki S, Feldmeier J J, et al. *ApJ*, 2009, 698: 1879M
- [36] Kaplan E, Jacoby G, Hwang H, et al. *AAS*, 2010, 42: 472K
- [37] Cen R Y, Ostriker J P. *ApJ*, 1999, 514: 1C
- [38] Cen R Y, Miralda-Escudé J, Ostriker J P, et al. *ApJ*, 1994, 437L: 9C
- [39] Bristow P D, Phillipps S. *MNRAS*, 1994, 267: 13B
- [40] O'Neil K. *PASP*, 1997, 109: 1395O
- [41] Burkert A, Silk J. *AAS*, 1997, 191: 2405B
- [42] Fukugita M, Hogan C J, Peebles P J E. *ApJ*, 1998, 503: 518F
- [43] McCarthy I G, Bower R G, Balogh M L. *MNRAS*, 2007, 377: 1457
- [44] Feldmeier J J, Mihos J C, Morrison H L, et al. *ApJ*, 2004a, 609: 617
- [45] Gonzalez A H, Zaritsky D, Zabludoff A I. *ApJ*, 2007, 666: 147
- [46] Krick J E, Bernstein R A. *AJ*, 2007, 134: 466
- [47] Vílchez-Gómez R. *ASPC*, 1999, 170: 349V
- [48] Uson J M, Boughn S P, Kuhn J R. *ApJ*, 1991, 369: 46
- [49] Vilchez-Gomez R, Pello R, Sanahuja B. *A&A*, 1994, 283: 37
- [50] Bernstein G M, Nichol R C, Tyson J A, et al. *AJ*, 1995, 110: 1507
- [51] Trentham N, Mobasher B. *MNRAS*, 1998, 293: 53
- [52] Feldmeier J J, Mihos J C, Morrison H L, et al. *ApJ*, 2002, 575: 779
- [53] Mihos J C, Harding P, Feldmeier J, et al. *ApJ*, 2005, 631: L41
- [54] Gonzalez A H, Zabludoff A I, Zaritsky D. *ApJ*, 2005, 618: 195
- [55] Durrell P R, Ciardullo R, Feldmeier J J, et al. *ApJ*, 2002, 570: 119
- [56] Arnaboldi M, Freeman K C, Mendez R H, et al. *ApJ*, 1996, 472: 145
- [57] Gregg M D, West M J. *Nature*, 1998, 396: 549
- [58] Calcáneo-Roldán C, Moore B, Bland-Hawthorn J, et al. *MNRAS*, 2000, 314: 324
- [59] White P M, Bothun G, Guerrero M A, et al. *ApJ*, 2003, 585: 739
- [60] Krick J E, Bernstein R A, Pimblet K A. *AJ*, 2006, 131: 168
- [61] Yagi M, Komiyama Y, Yoshida M, et al. *ApJ*, 2007, 660: 1209
- [62] Gonzalez A H, Zabludoff A I, Zaritsky D, et al. *ApJ*, 2000, 536: 561
- [63] Adami C, Slezak E, Durret F, et al. *A&A*, 2005, 429: 39
- [64] Zibetti S, White S D M, Schneider D P, et al. *MNRAS*, 2005, 358: 949
- [65] Zibetti S, White S D M. *arXiv:/0504459v1*, 2005
- [66] Patel P, Maddox S, Pearce F R, et al. *MNRAS*, 2006, 370: 851P
- [67] Pierini D, Zibetti S, Braglia F, et al. *A&A*, 2008, 483: 727

- [68] Da Rocha C, Ziegler B L, Mendes de Oliveira C. *MNRAS*, 2008, 388: 1433
- [69] Abadi M G, Navarro J F, Steinmetz M. *MNRAS*, 2006, 365: 747
- [70] Dubinski J. *ApJ*, 1998, 502: 141
- [71] Monaco P, Murante G, Borgani S, et al. *ApJ*, 2006, 652: L89
- [72] Conroy C, Wechsler R H, Kravtsov A V. *ApJ*, 2007, 668: 826
- [73] Murante G, Giovali M, Gerhard O, et al. *MNRAS*, 2007, 377: 2
- [74] Ruzkowski M, Springel V. *ApJ*, 2009, 696: 1094
- [75] Merritt D. *ApJ*, 1984, 276: 26
- [76] Byrd G, Valtonen M. *ApJ*, 1990, 350: 89
- [77] Gnedin O Y. *ApJ*, 2003a, 589: 752
- [78] Moore B, Katz N, Lake G, et al. *Nature*, 1996, 379: 613
- [79] Gnedin O Y. *ApJ*, 2003b, 582: 141
- [80] De Lucia G, Kauffmann G, White S D M. *MNRAS*, 2004, 349: 1101D
- [81] Takamiya M, West M, Côté P, Jordán A, Peng E, et al. *gcgg. book*, 2009: 361T
- [82] Willman B, Governato F, Wadsley J, et al. *MNRAS*, 2004, 355: 159
- [83] Mihos J C. *cgpc.symp*, 2004: 277
- [84] Rudick C S, Mihos J C, McBride C. *ApJ*, 2006, 648: 936
- [85] Rudick C S, Mihos J C, Frey L H, et al. *ApJ*, 2009, 699: 1518
- [86] Napolitano N R. *ApJ*, 2003, 594: 172
- [87] Murante G, Arnaboldi M, Gerhard O, et al. *ApJ*, 2004, 607L: 83M
- [88] Purcell C W, Bullock J S, Zentner A R. *ApJ*, 2007, 666: 20
- [89] Baria P, Brito W, Martel H. *A&A*, 2009, 30: 1
- [90] Lin Y, Mohr J J. *ApJ*, 2004, 617: 879
- [91] Castro-Rodriguez N, Aguerri J A L, Arnaboldi M, et al. *A&A*, 2003, 405: 803
- [92] Arnaboldi M, Freeman K C, Okamura S, et al. *AJ*, 2003, 125: 514
- [93] Feldmeier J J, Ciardullo R, Jacoby G H, et al. *ApJ*, 2004, 615: 196
- [94] Castro-Rodriguez N, Arnaboldi M, Aguerri J A L, et al. *A&A*, 2009, 507: 621C
- [95] Gal-Yam A, Maoz D, Guhathakurta P, et al. *AJ*, 2003, 125: 1087
- [96] Salinas R, Richtler T, Romanowsky A J, et al. *A&A*, 2007, 475: 507
- [97] Ciardullo R, Sigurdsson S, Feldmeier J J, et al. *ApJ*, 2005, 629: 499
- [98] Buzzoni A, Arnaboldi M, Corradi R L M. *MNRAS*, 2006, 368: 877
- [99] Richtler T, Dirsch B, Gebhardt K, et al. *AJ*, 2004, 127: 2094
- [100] Schuberth Y, Richtler T, Hilker M, et al. *A&A*, 2010, 513A: 52S
- [101] Misgeld I, Hilker M, Mieske S. *A&A*, 2009, 496: 683
- [102] Jordán A, Peng E W, Blakeslee J P, et al. *ApJS*, 2009, 180: 54
- [103] York D G, Adelman J, Anderson J E Jr, et al. *AJ*, 2000, 120: 1579Y
- [104] Abazajian K. *AJ*, 2003, 126: 2081
- [105] Rudick C S, Mihos J C, Hardin P, et al. *ApJ*, 2010, 720: 569R
- [106] Williams B F. *ApJ*, 2007, 656: 756
- [107] van Zee L, Barton E J, Skillman E D. *AJ*, 2004, 128: 2797
- [108] Springel V. *MNRAS*, 2005b, 364: 1105
- [109] Springel V, Yoshida N, White S D M. *NewA*, 2001, 6: 79S
- [110] Komatsu E. *ArXiv:/ 0803.0547*, 2008
- [111] Sommer-Larsen J, Romeo A D, Portinari L. *MNRAS*, 2005, 357: 478S
- [112] Sijacki D, Springel V, di Matteo T, et al. *MNRAS*, 2007, 380: 877
- [113] Dolag K, Murante G, Borgani S. *MNRAS*, 2010, 405: 1544D
- [114] McCarthy I G. *MNRAS*, 2010, 406: 822M
- [115] Puchwein E, Springel V, Sijacki D, et al. *MNRAS*, 2010, 406: 936P

- [116] Davis M, Efstathiou G, Frenk C S, et al. *ApJ*, 1985, 292: 371
- [117] Frenk C S, White S D M, Davis M, et al. *ApJ*, 1988, 327: 507F
- [118] Lacey C, Cole S. *MNRAS*, 1994, 271: 676
- [119] Springel V, White S D M, Tormen G, et al. *MNRAS*, 2001b, 328: 726
- [120] Popesso P, Biviano A, Böhringer H, et al. *A&A*, 2007, 464: 451
- [121] Bernardi M, Hyde J B, Sheth R K, et al. *AJ*, 2007, 133: 1741
- [122] de Vaucouleurs G, *Annales'd. Astrophysique*, 1948, 11: 247
- [123] Schombert J M. *ApJS*, 1986, 60: 603
- [124] Hilbert S, Hartlap J, White S D M, et al. *A&A*, 2009, 499: 31H
- [125] Puchwein E, Sijacki D, Springel V. *ApJ*, 2008, 687: L53
- [126] White S D M, Rees M J. *MNRAS*, 1978, 183: 341W
- [127] Blumenthal G R, Faber S M, Flores R, et al. *ApJ*, 1986, 301: 27B
- [128] Dubinski J. *ApJ*, 1994, 431: 617D
- [129] Mo H J, Mao S D, White S D M. *MNRAS*, 1998, 295: 319M
- [130] Ghigna S, Moore B, Governato F, et al. *MNRAS*, 1998, 300: 146G
- [131] Tormen G, Diaferio A, Syer D. *MNRAS*, 1998, 299: 728T
- [132] Ostriker J P, Tremaine S D. *ApJ*, 1975, 202L: 113O
- [133] Barnes J E, Hernquist L. *Nature*, 1992, 360: 715
- [134] Hausman M A, Ostriker J P. *ApJ*, 1978, 224: 320H
- [135] Gerhard O, Arnaboldi M, Freeman K C, et al. *A&A*, 2007, 468: 815
- [136] Stanghellini L, González-García A C, Machado A. *ApJ*, 2006, 644: 843
- [137] Yang X H, Mo H J, van den Bosch F C. *ApJ*, 2009, 693: 830Y
- [138] Yang X H, Mo H J, van den Bosch F C. *ApJ*, 2009b, 695: 900Y
- [139] Giocoli C, Tormen G, van den Bosch F C. *MNRAS*, 2008, 386: 2135
- [140] Gan J L, Kang X, van den Bosch F C, Hou J L. *MNRAS*, 2010, 408: 2201
- [141] Christensen C R, Quinn T, Stinson G, et al. *ApJ*, 2010, 717: 121C

The Frontier of Studies on Diffuse Intracluster Stellar

DONG Xu-ce^{1,2}, LIN Wei-peng¹

(1. *Research Center for Galaxy and Cosmology, Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Shanghai 200030, China*; 2. *Graduate university of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100039, China*)

Abstract: The concept of intracluster starlight (ICL), or stars between the galaxies in galaxy clusters is not a new one: it was first proposed over 50 years ago. However, progress in studying ICL has been slow due to its low surface brightness, which is less than 1% of the brightness of the night sky. This is unfortunate, because ICL is a powerful probe of the evolution of galaxies in clusters, and of cluster evolution overall. In this paper, we review the progress of the studies on the evolution of ICL using simulation, semi-analytical model (SAM) and observations.

In the past decade, the study of ICL has increased dramatically. By taking a deep imaging survey of galaxy clusters with CCD detectors, we are able to measure the ICL to faint surface brightnesses many magnitudes below that of the night sky. ICL has now been observed in nearby and in intermediate redshift clusters. Individual intracluster stars have been detected in the Virgo and Coma clusters and the first color-magnitude diagram and velocity measurements have been obtained. Detections of tidal debris arcs in clusters have shown significant substructure in the ICL, and that the production of ICL is ongoing. Recent studies show that the ICL contains of the order of 10% and perhaps up to 30% of the stellar mass in the cluster, but in the cores of some dense and rich clusters like Coma, the local ICL fraction can be as high as 40%–50%, and with a ellipsoidal symmetrical distribution around the center of potential well of galaxy clusters.

In tandem with the observations, high resolution, large-scale, cosmological N -body and hydrodynamical simulations are now being able to make predictions for the kinematics and origin of the ICL. It is possible to make people understand how and when the ICL formed, how it connects to the central brightest cluster galaxy, and how it affects the formation of galaxy cluster and the evolution of cluster galaxies. Simulation can also constrain the study of cosmology, such as star formation, distribution of baryons in galaxies. The ICL traces the evolution of baryonic substructures in dense environments and can thus be used to constrain some aspects of cosmological simulations that are most uncertain, such as the modeling of star formation and the mass distribution of the baryonic component in galaxies.

Key words: galaxy cluster; diffuse stellar; galaxy formation and evolution