

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2019.04.05

M31 星族的研究进展

刘 成¹, 赵 刚^{1,2}

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

摘要: 仙女座星系 (又称 M31) 是研究旋涡星系形成和演化的理想实验室。与银河系结构类似, M31 包含以下几个基本成分: 核、核球、盘和晕等。介绍了对 M31 各个结构在观测和理论研究方面的最新研究成果: 简要回顾了自哈勃空间望远镜升空以来对 M31 核中结构的观测进展; 介绍了核球的两种可能形成机制, 并通过观测数据与模型结果的对比, 发现 M31 核球可能同时包含一个经典核球和一个中心类似盒棒的赝核球; 总结了盘的星族成分和星际介质的最新观测结果, 并据此分别推导出了 M31 盘上的元素丰度梯度和恒星形成率等。最后, 重点总结了晕的可能形成历史, 以及球状星团的分布和特征等方面的研究进展。与银河系类似, M31 也可能存在内晕和外晕的双结构特征, 这表明 M31 晕与银河系可能有相似的形成历史。此外, 通过对晕中潮汐星流的细致研究发现, M31 可能有一个比银河系更加复杂的吸积历史。

关键词: 星系; M31; 晕; 盘; 星团; 恒星; 星系形成和演化

中图分类号: P145.2 **文献标识码:** A

1 引 言

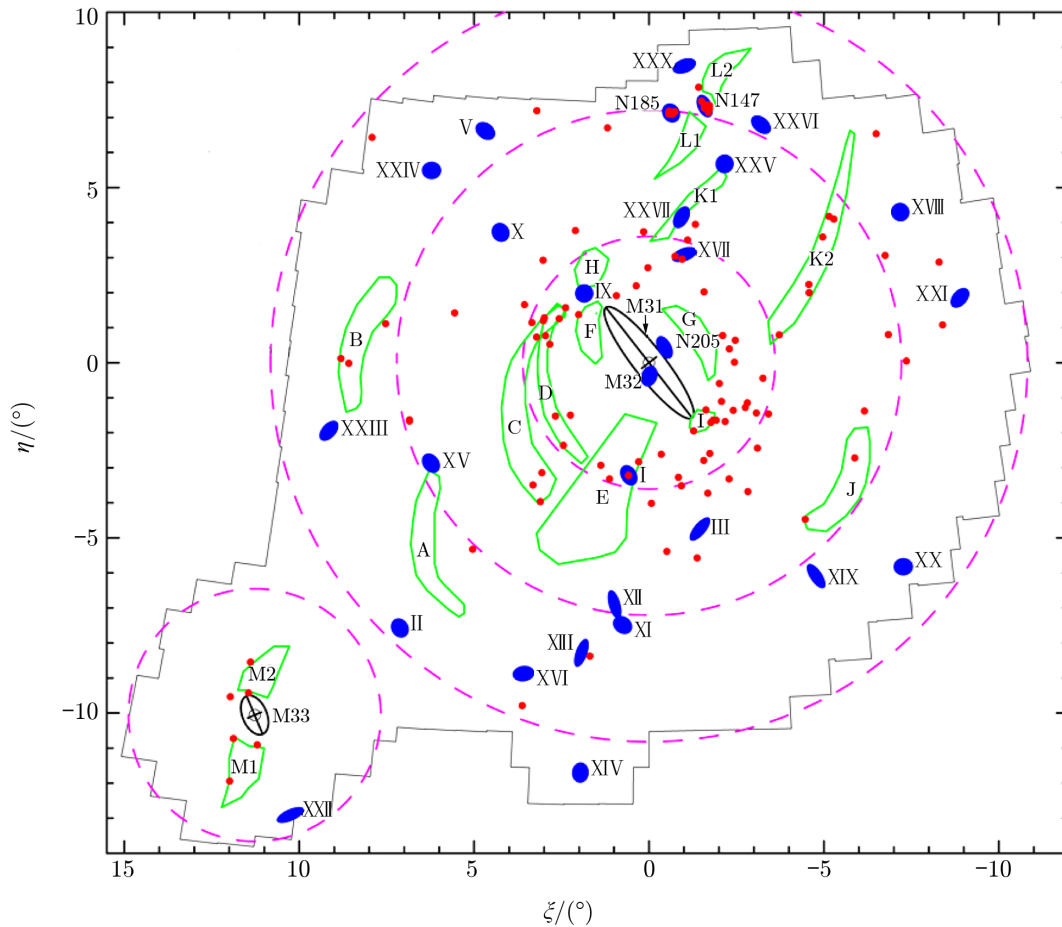
星系的形成和演化是当前天文学最重要的热门课题之一。目前, 对星系整体或者部分结构的观测和数值模拟是研究星系形成和演化的两个主要方向, 特别是利用星族成分研究和分析银河系不同结构的形成和演化历史是非常热门的课题。虽然银河系是一个好的实验室, 但是由于我们处于银盘上, 其强烈的气体和尘埃消光使得我们不能全面观测银河系。而对河外星系的研究不存在这样的问题。M31 是本星系群中最大的旋涡星系, 尽管 M31 的总质量大约是银河系的 2 倍^[1], 但它们的许多结构和性质都非常相似。对 M31 进行全面的观测和理论研究, 并与银河系中的观测结果进行比较, 将极大地帮助我们完善现有星系形成和演化的理论模型。

收稿日期: 2019-01-04; 修回日期: 2019-06-04

资助项目: 国家青年科学基金 (11703038); 中国博士后科学基金 (2016M600131); 国家天文台青年人才基金; 中国科学院天文大科学研究中心 LAMOST Fellowship 高端用户专项经费

通讯作者: 刘成, cheng@nao.cas.cn

M31 距离银河系约 770 kpc^[2]。根据其光度轮廓, M31 属于 Sb 型旋涡星系 (spiral galaxy, type b)^[3]。但是对 M31 的气体和尘埃的进一步研究发现, 它有可能不是一个普通的旋涡星系, 因为它还有环状结构^[4-7]。人们通过各种观测手段发现, M31 由盘、晕、核球以及可能存在的中心棒^[8]等基本结构组成。从图 1 可以看出, 除了 M31 盘 (黑色大椭圆表示)、晕和核球 (中心小圆球表示), 在晕中还有许多恒星子结构、球状星团和矮星系。下面我们分别介绍对这些成分的观测和研究进展, 并重点介绍利用星族研究它们各自化学演化的历史。



注: 3 个虚线同心圆圈分别表示距离 M31 中心的投影半径分别为 50 kpc、100 kpc 和 150 kpc; 围绕 M33 中心的虚线圆圈表示投影半径为 50 kpc。红色点表示目前所有已知的距离 M31 中心大于 2° 的球状星团; 蓝色椭圆对应所有已发现的矮星系, 它们被命名为不同的罗马数字 (I - XXX); 几个比较明亮的矮星系则被命名为 M32, N147, N185 和 N205; 绿色的多边形区域表示已经被证认的主要恒星子结构所在的位置, 它们用英文字母 A - M 表示。图中 ξ 和 η 分别表示以 M31 中心为起点的赤经和赤纬。

图 1 M31 以及主要的恒星子结构、球状星团和矮星系在切平面上的投影^[9]

2 核

M31 通常被描述为一个非常安静的星系, 因为它的恒星形成率极低 (约为 $0.4M_{\odot} \text{ a}^{-1}$ ^[10]), 并且从射电到 X 射线观测都发现其中心有一个不活跃的核 (nucleus) 区^[11]。与其他星系一样, M31 中心有一个质量约为 $1.4 \times 10^8 M_{\odot}$ 的超大质量黑洞 (supermassive black hole, SMBH)^[12]。尽管它是一个非常寂静的超大质量黑洞^[13], 但是观测结果表明, 从 2006 年开始它有变活跃的迹象^[14]。Li 等人^[14]发现, 该超大质量黑洞在 2006 年 1 月 6 日有一次爆发, 并在此之后进入一个比较活跃的状态。他们发现该黑洞的平均光度为 $4.8 \times 10^{29} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$, 其流量经常发生变化, 并且变化时标可能从几小时到年, 这与在银河系超大质量黑洞中首次发现的 X 射线耀斑相类似。

在核的形态上, 人们已通过早期的气球观测发现它的结构不对称性^[15]。之后人们通过哈勃空间望远镜 (Hubble Space Telescope, HST) 的光学和近紫外波段观测也发现在 M31 中心有非常明显的双峰结构^[16]。它们被称为双核, 即 P1 和 P2, 它们相距约 $0.45''$ 。观测结果显示, 在 V 和 B 波段, P2 比 P1 暗, 但是在 U 和紫外波段, P2 比 P1 显得更亮。在 1995 年, Tremaine^[17]发现 P1 和 P2 能够非常好地用一个偏心恒星盘模拟, 并认为它们是同一个盘结构的表象。在盘上占主导的年老恒星绕着超大质量黑洞作椭圆运动。2005 年 Bender 等人^[12]在 P2 中探测到一个很小但颜色很蓝的星团。这个蓝星团在星族、大小和速度弥散上都与 P1 和 P2 中的成分不一致。他们把这个星团称为 M31 核的第三成分 (P3)。对 P3 的动力学研究表明, 超大质量黑洞很可能位于 P3 中^[12]。其他一些观测证据也支持这一结论, 例如弱射电源和低水平的 X 射线发射源的位置都与 P3 相重合^[13]。

利用 HST 上的 STIS 仪器, 能够获得 M31 核在可见光 ($3600 \sim 5100 \text{ \AA}$) 和近红外 (约 8500 \AA) 的光谱。P1 和 P2 的近红外光谱上可以看到明显的 Ca II 三线, 这表明 P1 和 P2 的主要成分是年老的红巨星^[12]。然而, P3 区的光谱与 A 型恒星有非常类似的光谱特征, 并且展示出非常强的巴尔末吸收线, 这表明 P3 是由非常年轻的 A 型主序星或巨星组成, 而且它很可能是在 200 Ma 之前通过一次星爆形成。这类恒星也存在于银河系超大质量黑洞周围, 说明这种现象不是特例。但是这类年轻恒星的存在对我们提出了许多难题, 如年轻恒星如何在超大质量黑洞形成的强潮汐场中形成? 在黑洞周围没有探测到任何冷气体的情况下, 这些恒星是如何形成的^[11, 18]?

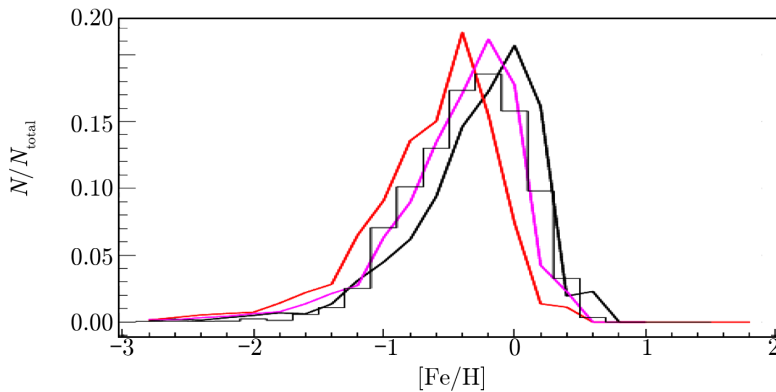
3 核球

虽然核球 (bulge) 是旋涡星系很重要的一个组成部分, 但是对于它的起源, 我们知道的还非常有限。目前人们认为核球形成的机制可能有两种^[19]: (1) 经典核球 (classical bulge) 形成于剧烈的星系并合过程中, 其光强度轮廓遵循 Sersic 函数, 指数 $n \approx 4$, 在这期间伴随着大量的恒星形成; (2) 中心棒的扰动使得翘曲不稳定的星系盘在中心形成一个赝核球 (pseudobulges), 其外形看起来像一个盒子, 或者呈花生状, 它有一个近似指数的面亮度轮廓。

早期人们通过照相底片、数字图片以及恒星计数等手段测量亮度轮廓, 发现 M31 有一个经典核球^[20, 21]。然而 1999 年 Kormendy 和 Bender^[22]利用 HST 高分辨率图像观测结果,

首次发现核球中的恒星分布不像经典核球一样向中心高度聚集。M31 核球的 Sersic 指数为 $n = 2.19 \pm 0.1$, 这与经典核球的指数不一致。结合空间望远镜 Spitzer 和地面望远镜的观测图像和深度的恒星计数, Courteau 等人^[23]也测量到了相同的指数。他们认为核球首先通过并合而快速形成, 然后通过长期吸积盘中物质形成现今的核球。通过仔细对比 N 体模型与核球的等光度结构, 他们发现其结果也支持 M31 同时包含一个经典核球和一个在中心类似盒棒型核球的观点^[8]。

相对于光度轮廓研究, 对核球的光谱分析能帮助我们更好地了解核球的形成和演化历史。在 1997 年, Davidge^[25]利用 Lick 指数研究星族, 发现在 M31 最靠近中心的区域存在一群富金属的年轻星族。利用高空间分辨率的 HST, 人们在之后的研究工作中有了不一样的发现。许多天文学家指出, M31 核球必定有与银河系一样富金属的年老星族, 而之前发现的年轻恒星有可能是由于视场中恒星过于密集而导致的假象^[26, 27]。但是最近的累积光谱观测结果直接证明, 在最靠近中心的区域 (小于 100") 星族的年龄为 4 ~ 8 Ga, 且它们的平均金属丰度超过太阳丰度的 3 倍^[28]。除了最靠近核球的区域, Saglia 等人^[28]还发现 M31 核球中基本上都是年老且有太阳金属丰度的恒星, 而且它们都是 α 元素增丰 ($[\alpha/\text{Fe}] \approx 0.2$) 的恒星。此外, 人们还发现了中等年龄 (300 Ma ~ 1 Ga) 的星族^[29, 30]。在 2015 年, Dong 等人^[29]发现, 中等年龄恒星可能遍及整个核球, 并且其质量仅占核球总质量的约 1%。另一方面, 对于采用不同方法获得的金属分布函数的分析也支持富金属核球的观点。Sarajedini 和 Jablonka^[27]在 2005 年发现, 金属分布函数的峰值为太阳金属丰度, 这比银河系核球金属分布函数的峰值高出大约 0.1 dex。图 2 中分别展示了通过模型预测的以及观测的金属分布函数。2007 年, Ballero 等人^[24]研究了用普适初始质量函数解释在银河系和 M31 核球中观测到的金属丰度分布的问题。相比于 Kroupa^[31]提出的普适初始质量函数 UIMF, 他们发现, 比 Salpeter^[32]提出的更平的初始质量函数能更好地拟合观测数据。以上这些发现表明, M31 核球主要是通过耗散坍缩机制形成, 而且在这过程中伴随有一波强烈的恒星形成。



注: 当 IMF 的指数 $x = 1.1$ 时能得到对 M31 核球金属丰度分布的最佳拟合, 在图上用粉红色曲线表示。红色和黑色曲线分别表示 UIMF 的模型和基准模型。 N/N_{total} 为一定金属丰度区间内恒星的相对数量。

图 2 M31 核球的金属丰度分布函数^[24]

4 盘

4.1 盘的结构

精确地解析一个系统的各个成分, 是理解它如何形成和演化的关键。例如, 如果一个星系的恒星面密度轮廓 (surface density profile) 能够用单一的指数函数拟合, 则说明这个星系有一个安静的演化历史^[33]; 但是如果它符合 de Vaucouleurs 轮廓描述, 则表明这个星系有剧烈的恒星形成历史^[34]。一个典型的星系盘 (disk) 能够用一个基本的指数函数 $I_d(R)$ 描述:

$$I_d(R) = I_0 \exp(-R/R_d) \quad , \quad (1)$$

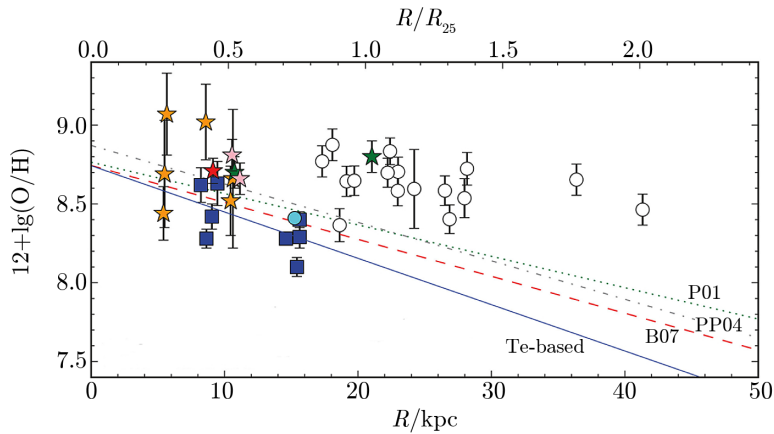
其中, I_0 是盘中心的强度, R 是天体在盘上的投影距离, R_d 是投影在盘上的标长。结合 Spitzer 望远镜红外和地面光学图像以及深度的恒星计数, Courteau 等人^[23]通过光度轮廓研究, 得到盘的标长是 5.3 kpc。在光度上, M31 的盘贡献了星系总光度的约 73%。早在 1939 年, Babcock^[35]发现盘中巴尔末线的强度随半径的增加而增强, 表明盘可能存在一个径向的年龄梯度。另一方面, 不同波段的测光结果表明盘的标长随波长的增加而减小, 例如, 在 V 波段的标长为 6.5 kpc^[22], 在 I 波段的标长为 (5.8 ± 0.2) kpc^[36], 在 Spitzer 的 3.6 μm 处的标长为 5.3 kpc^[23]。这一事实表明, 随着盘半径的增大, 星族的平均年龄在减小。

一般人们认为, 在短轴方向上, 盘的主导区域为 1.2 ~ 9 kpc, 而晕则主导其外面的区域。然而 Ibata 等人^[37]通过凯克望远镜对 2800 颗红巨星支 (red-giant branch, RGB) 的光谱观测, 并基于运动学分析, 发现在 M31 周围有一个延展的类似于盘的结构。这类低光度的恒星结构覆盖 15 ~ 40 kpc 的区域, 甚至在更大范围上 (约为 60 kpc) 还有盘运动特征的子结构 (substructure)。HST 大视场的图像巡天结果也支持 M31 有一个延展盘的观点^[38], 人们在其中发现了许多有类似盘运动学特征的子结构, 这表明盘经历了一个明显的扰动过程。这可能是由于 M31 多次吸积矮星系, 或者是一次大的并合事件引起的。该过程使 M31 盘加热, 从而使其形成一个延展的盘^[37]。

4.2 元素丰度分布

旋涡星系盘中元素丰度沿径向的梯度分布是星系化学演化的一个重要参数, 它能限制星系形成过程中的各种物理过程, 如气体下落、恒星形成历史、恒星初始质量函数和径向迁移等^[39]。目前有多种观测和测量方法得到元素丰度 (特别是 O 丰度), 包括测量 H II 区、行星状星云和超巨星的光谱。但是用不同天体样本或者测量方法会得出非常不同的元素丰度梯度, 甚至给出相反的斜率, 如图 3 所示。

观测并分析来自 H II 区光谱中的发射线是最传统的一种方法, 它能帮助我们追踪当前星系盘元素丰度在不同位置的分布。H II 区的光谱中有非常强的金属和巴尔末发射线, 如 [O III] λ 5007, [N II] λ 6584 和 H α 线等。这些发射线非常明亮, 在河外星系中也能够被观测到, 因此到目前为止, M31 盘的元素丰度梯度大多是通过 H II 区发射线的分析得到。人们已经在 M31 中发现超过 3 000 个明亮的 H II 区^[10], 但是已经获取光谱并进行精细分析的样本不超过 7%。1972 年, Rubin 等人^[47]第一次通过测量 H II 区光谱中的 O 发射线强度, 发现 M31 盘存在一个丰度梯度。此后人们在许多不同的观测样本中也发现



注: 青色实心圆圈代表 Esteban 等人^[41]用直接测量的方法获得的 M31 H II 区 K923 的 O 元素丰度, 不同颜色的星星代表不同研究小组计算出的 A-F 型超巨星的 O 元素丰度^[42-45], 空心圆圈代表在 2012 年 Kwitter 等人^[46]的研究工作中给出的行星状星云的 O 丰度, 蓝色实心方块代表 Zurita 和 Bresolin^[40]用直接测量的方法得到的 H II 区的 O 丰度。图中 P01, P04, B07, Te-based 分别表示不同研究小组得到的数据的最佳线性拟合结果。横坐标 R 和 R/R_{25} 分别代表天体在盘上的投影距离和相对距离, 其中 R_{25} 表示星系表面亮度降为 25 mag 时的半径; 纵坐标 $12+\lg(\text{O}/\text{H})$ 表示 O 元素丰度。

图 3 M31 中 O 元素沿盘径向的变化趋势^[40]

O 元素在沿盘的径向上存在丰度梯度, 但是不同的研究小组给出的斜率存在系统性偏差 (如图 3 所示)。Galarza 等人^[48]通过对 46 个 H II 区样本进行分析, 推导出 M31 盘有一个 $(-0.06 \pm 0.03) \text{ dex} \cdot \text{kpc}^{-1}$ 的丰度梯度, 然而 Zaritsky 等人^[49]得到的是一个非常小的斜率 $(-0.018 \pm 0.006) \text{ dex} \cdot \text{kpc}^{-1}$ 。除此之外, 其他大多数研究小组给出的斜率也都大致落在这两者之间^[39, 40, 50]。不同研究小组给出不一致结果的可能原因是: 首先, O 元素丰度的测量非常依赖于定标的选取, 对不同样本的测量结果可能有高达 0.7 dex 的系统误差^[51]; 其次, 测量结果可能受 H II 区的形状和表面亮度不均匀性的影响^[39]。

对行星状星云的观测也是获取盘上不同位置处元素丰度分布的重要手段。从行星状星云光谱上也能看到非常强的 O, N, S 元素和巴尔末发射线等。由于行星状星云是中小质量恒星演化后期的产物, 所以它们的化学元素丰度可以反映它们前身星的化学性质。一般来说, 明亮的行星状星云的年龄比 H II 区的年龄老约 $3 \times 10^7 \text{ a}$ 。对比 H II 区和行星状星云的元素丰度梯度, 能够帮助我们推断一个星系的化学元素丰度随时间在径向上的变化趋势^[52]。在 M31 中可能有上万个行星状星云, 但是目前已经有元素丰度测量数据的成员还不足 1%^[39]。在 1986 年, Jacoby 和 Ford^[53]测量了 3 个在 M31 中的行星状星云。后续通过对更大样本的分析发现, 相比于 H II 区的观测结果, O/H 有非常小的丰度梯度, 或者没有明显的丰度梯度^[39, 46]。但是 N 有一个比较深的丰度梯度, 这可能与 N 有一个较长时标的核合成有关。同时我们也注意到, 通过测量行星状星云得出的化学丰度存在比较大的内禀弥散 (大于 0.3 dex)^[39]。这对用理论解释这一观测结果带来比较大的困难。此外, 人们也不是很清楚是什么原因导致如此大的内禀弥散, 一个可能的解释是, 它是由星族的混合导致的^[54]。

目前,越来越多的天文学家在利用超巨星的观测结果研究 M31 盘的化学分布。超巨星是天空中最明亮的恒星之一,它们是大质量(约为 $10M_{\odot} \sim 40M_{\odot}$) 恒星演化离开主序带后的产物。根据超巨星的表面温度、光谱特征和它们在赫罗图上的位置,超巨星可以被分为蓝超巨星、黄超巨星和红超巨星。虽然超巨星有比主序矮星和巨星更复杂的大气结构,但随着人们对由各种分子引起的不透明度的了解,现代的大气模型已经能够比较好地模拟超巨星大气,如 MARCS 大气模型^[55]。因此,蓝超巨星和红超巨星已经被用来当做元素丰度的示踪体,以研究本星系群中星系的化学演化^[56, 57]。分析超巨星光谱不仅能够避免在分析 H II 区和行星状星云光谱时引入巨大的系统误差和内禀弥散等问题,还能得到许多重元素的丰度,如 Mg, Fe 和 Ba 等,这将帮助我们更深入地了解核合成历史和旋涡星系的化学演化过程。在 2000 年, Venn 等人^[43]第一次通过分析 M31 中 4 颗 A-F 型超巨星的高分辨率光谱,得到了包括 α , Fe 族元素和中子俘获元素的丰度。之后 Trundle 等人^[42]分析了 7 颗 B 型超巨星的中等分辨率光谱,发现 M31 中 O 元素丰度沿盘径向不存在明显的梯度,这与 H II 区的观测结果相矛盾。这一结论当然需要更大样本的分析结果来支持。随着本星系群巡天(LGGS^[58])项目的开展和成员星认证方法的发展,目前已证认出多达 400 颗超巨星^[59, 60]。虽然高分辨率光谱观测能够帮助我们获得更多更准确的元素丰度,但是该光谱只能在 8 m 及以上口径的望远镜上通过长时间曝光获取。在 2008 年, Kudritzki 等人^[56]证明,对于低分辨率的超巨星光谱也能够比较准确地测量它们的金属丰度,且误差仅约为 0.2 dex。这使得我们通过中口径望远镜观测并研究大样本的超巨星成为可能。LAMOST 望远镜由于其大视场多光纤等独特的性质,成为通过观测超巨星研究 M31 盘化学分布的有效工具。到目前为止, LAMOST 已经观测了约 1400 颗超巨星候选体。通过同时给定色指数和视向速度限制,已有 113 颗候选体被确认为 M31 超巨星,其中 55 颗为蓝超巨星, 56 颗为黄超巨星, 2 颗为红超巨星^[61]。

4.3 星际介质

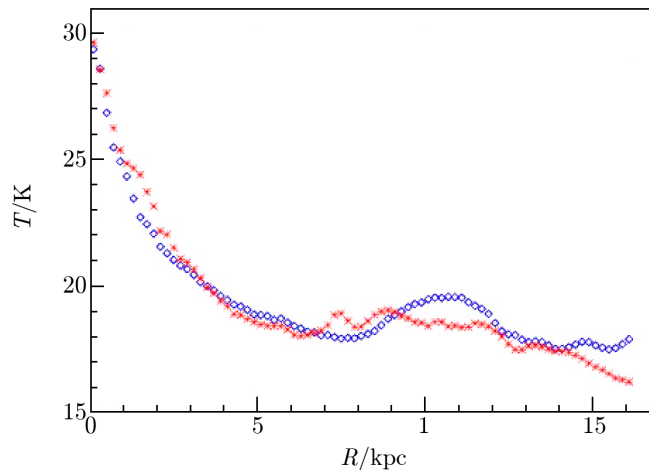
星际介质(interstellar medium)中包含有宇宙射线、尘埃、气体等物质。通过观测它们的特性以及它们相互之间的关系,人们可以获得关于恒星形成机制的线索。虽然 M31 被归类为棒旋星系,但是相比于一般旋涡星系, M31 的气体 and 尘埃表现出许多独特的特征。人们通过许多研究发现, M31 中除了有两条非常明显的旋臂外,在其 H I 和红外发射线的图像上还有一些像环一样的结构^[4-6, 62],如非常著名的 10 kpc 恒星形成环以及较暗的在 15 kpc 处的环。这些环的中心与 M31 的动力学中心有明显的偏差^[63]。结合理论模型分析,我们可以通过研究这些特征,更好地探索星系的形成和演化。

4.3.1 星际尘埃

一般认为尘埃是由大小不一的碳质颗粒和无定形的硅酸盐颗粒混合而成。尘埃本身不发光,但是受到来自恒星的星光加热,它能辐射出远红外和亚毫米波。人们通过观测发现,远红外光主要来自较热的尘埃辐射,而亚毫米波则主要来自较冷的尘埃^[64],因此远红外波段观测是一种非常有效的探测尘埃的手段。结合尘埃模型,通过拟合观测能谱分布,人们能够获得尘埃的温度、质量、吸收系数和尘埃发射率指数等分布图^[7, 65]。

尽管不同学者给出的尘埃特性分布图在一些细节上有所不同,但是在这些分布图上都有一个非常明亮的约 10 kpc 的环^[7, 65]。同时,在 10 kpc 环处不仅有最高的平均尘埃面密度(约 $0.6M_{\odot} \text{pc}^{-2}$),还有非常高的气体-尘埃质量比。除此之外,也有证据表明,在 M31 盘上存在一个离中心较近(约 5.6 kpc)和一个离中心较远(约 15 kpc)的环^[6, 65]。对于累积尘埃面密度,人们基于不同的观测手段获得的尘埃总质量非常不一致。利用高分辨率 IRAS 和 H I 测量图, Xu 和 Helou^[66]在 1996 年得出, M31 中尘埃总质量为 $2.2 \times 10^7 M_{\odot}$ 。随着更高分辨率空间仪器的运行,一些研究小组也给出了不同的结果^[6, 7]。Smith 等人^[7]利用 HELGA 巡天数据,测量到总尘埃质量为 $2.6 \times 10^7 M_{\odot}$ 。然而基于基本相同的数据,利用不同的测量方法, Fritz 等人^[6]在同一年给出的质量是前者的 2 倍。同时他们指出,可能约有 78% 质量的尘埃位于 15 kpc 以内。最新的观测结果也支持 M31 中有更大质量尘埃的观点^[65]。

通过研究尘埃温度在 M31 盘上的分布可以看到一些明显的现象。根据所有观测结果可以得出,在 M31 中心有最高的尘埃温度,不同研究小组给出的温度约为 $30 \sim 35 \text{ K}$ ^[7, 65, 67]。同时随着其在盘上投影距离的增加,尘埃温度迅速降低到约 17 K。之后温度会随着距离的增加而缓慢降低^[68](如图 4 所示),或者基本保持不变^[7]。这个转折点可能位于 $3.1 \sim 5.6 \text{ kpc}$ 之间。除此之外, Smith 等人^[7]发现,位于转折点之内的尘埃,它们的温度与波长在 $3.6 \mu\text{m}$ 处的流量有很强的关联,这表明在核球中的尘埃主要受到来自年老星族的辐射加热。



注: 蓝色和红色分别表示尘埃温度在星系盘上沿着 M31 北面和南面的分布图, 其中每个数据点代表 0.2 kpc 环内的平均尘埃温度。

图 4 尘埃温度分布图^[68]

4.3.2 星际气体

星际气体主要由中性原子和分子 H_2 组成,它们在星际介质中所占的质量超过 90% 以上。一些观测结果表明,气体与尘埃的总质量比超过 110,但是气体-尘埃质量比的分布在 M31 中不是各向同性的^[6, 7, 65]。气体-尘埃质量比随着投影径向距离的增加而呈指数增加,而且在 15 kpc 处的比值可能是中心处的 5 倍以上。另外人们在许久以前就发现,根据气

体-尘埃质量比, 可以得出关于金属丰度分布的信息^[69]。假设所有星际介质的尘埃颗粒中含有相同的化学成分, 气体-尘埃质量比的梯度将与 M31 盘的金属丰度梯度有 -1 倍的关系^[7]。采用不同的方法以及不同的观测数据, 不同研究小组给出了不同的气体-尘埃质量比梯度, 但它们都在 $0.02 \sim 0.06 \text{ dex} \cdot \text{kpc}^{-1}$ 之间^[6, 7, 68], 其中 Smith 等人^[7]的测量结果与 Tabatabaei 和 Berkhuijen^[68]的一致, 并且他们发现, 他们得到的气体-尘埃质量比梯度与通过测量强 O 发射线获得的金属丰度 ($[\text{O}/\text{H}]$) 梯度相一致^[48]。

分子气体在星际气体总质量中只占很小比例。Nielen 等人^[70]认为, 所有分子气体的质量只是原子气体质量的 7% 左右。H₂ 分子是星际介质中含量最高的分子, 但是由于它缺少偶极矩, 因此很难直接观测到它。常用的方法是通过观测 CO 分子谱线, 间接地推算出 H₂ 分子气体面密度或质量^[71]。因此通过合并原子和分子气体, 我们能得到总的气体分布图。从整体上看, 气体分布图与尘埃分布图一样, 有明显的旋臂以及由旋臂形成的在 10 kpc 处的明亮环。除此之外, 从气体在 M31 盘上的分布和它的运动学状态, 还可以看出许多复杂的形态和结构。在 2009 年, Chemin 等人^[5]不仅清晰地给出强翘曲在盘上的证据, 而且也发现了一些新的结构, 例如 2 个薄 H I 支状结构和 1 个暗外旋臂。形成这些结构的原因可能是 M31 与其伴星系 NGC 205 间的潮汐扰动。

许多观测结果表明, 恒星形成与分子气体, 以及恒星形成率与气体质量之间有非常强的关联^[72]。早在 1959 年, Schmidt^[73]发现恒星形成的体密度与气体的体密度有幂律指数为 2 的关系。通过对 90 个近邻星系的测量, Kennicutt^[74]在 1998 年也发现恒星形成面密度与气体面密度之间有幂指数为 1.4 的关系, 这个关系后来被命名为 K-S (Kennicutt-Schmidt) 定律。通过比较年轻大质量恒星 (OB 型星) 与 H I 的面密度, 或 H II 区的数密度与 H I 的面密度, 许多研究小组发现恒星形成率与气体质量的幂律指数为 $0.5 \sim 2$ ^[68, 75, 76]。此外, 他们有一个共同的发现, 即幂律指数不是各向同性的, 而是随着距离的变化而变化。2013 年, Ford 等人^[75]利用不同的气体分布图, 在 6 个环状区域内测试了 K-S 定律。他们测量得到的指数在 $0.6 \sim 2.03$ 之间变化。最新的研究结果也给出了类似的结论。同时人们进一步发现, 指数变化更多地依赖于气体示踪天体的改变, 而不是恒星形成率示踪天体的改变^[76]。例如, 利用 H I 和 CO 作为示踪天体, Ford 等人^[75]得到的恒星形成幂律指数为 2.03; 但是如果仅仅通过测量分子气体, 他们得出的指数非常低, 仅为 0.6。然而, 也有人指出, 恒星形成率与恒星质量面密度有比较紧密的关系, 同时, 也可能与其他一些物理量有关, 如金属丰度^[77]。基于测量得到的恒星形成面密度, 我们能非常容易地计算出总的恒星形成率。尽管采用不同的方法和观测数据, 但许多研究小组仍然都给出了非常相似的结果, 即为 $0.25M_{\odot} \sim 0.4M_{\odot} \text{ a}^{-1}$ ^[68, 75, 76], 这表明 M31 是一个非常宁静的星系。

5 晕

星系动力学研究表明, 相比于星系盘, 晕有非常长的弛豫时标, 也就是说, 晕星能够在很长时间里保持原有的运动学和化学信息。加上稀疏的恒星环境, 晕为我们提供了一个非常

好的场所来研究这个星系的形成和演化历史。一般认为, 在寄主星系形成过程中, 恒星晕主要是通过吸积大量卫星星系的物质而形成的。大量的观测结果也支持这一假说, 即在晕中发现了许多星流和吸积矮星系的残留物^[78, 79]。用现代标准的 Λ CDM 模型能够很好地解释许多观察现象, 并预测晕中恒星的空间、年龄和金属丰度等分布^[80-82]。对晕的深入观测和研究, 并与理论预测对比, 能够帮助我们更好地测试和限制宇宙学模型。

5.1 晕的结构

在 1986 年, Mould 和 Kristian^[83] 首次用 CCD 深度曝光 M31 恒星晕内部区域。他们发现, 该恒星晕的平均金属丰度为 $\langle [M/H] \rangle = -0.6$ 。随后, 人们通过对 M31 内晕 (inner halo) 的许多研究发现, M31 的恒星密度和金属丰度都比银河系所在相同位置的恒星高 10 倍左右^[84, 85]。同时也有证据表明, 虽然在视场中存在少量贫金属星, 但是在投影半径为 9 ~ 30 kpc 范围内恒星晕不存在明显的金属丰度梯度^[86-88]。早期人们通过对 M31 表面亮度的研究发现, 在半径 30 kpc 内 M31 恒星晕能够用一个延展的核球很好地描述^[21, 89], 例如, 表面亮度轮廓遵循 de Vaucouleurs 的 $R^{1/4}$ 规律或 Sersic 函数, 这与我们在银河系晕中观测到的幂律密度轮廓不一致^[90]。

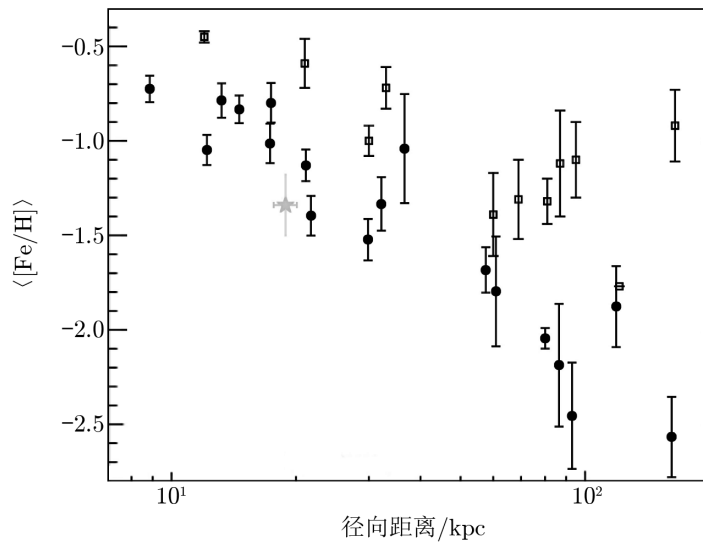
与地面观测相比, HST 有更高的空间分辨率和更大的观测极限星等。利用 HST 我们能获得地面无法观测到的主序拐点星, 甚至更暗的主序星。用颜色星等图 (color magnitude diagram, CMD) 的方法, Brown 等人^[91, 92] 在沿着 M31 短半轴的方向发现了年轻的恒星族, 年龄约为 6 ~ 8 Ga, 这与我们所在银河系的观测特征不一致, 银河系晕内的恒星都是贫金属, 且均为年老的恒星。

而近期 SPLASH^[93] 和 PAndAS^[79] 等巡天对 M31 恒星晕的大规模巡天观测结果极大地改变了我们对它的认识。人们通过 SPLASH 巡天, 不仅进行了测光观测, 还获得了距离 M31 中心 4 ~ 225 kpc 投影半径内大量 RGB 的光谱。此外, 矮星系也是它的重要观测目标。PAndAS 巡天则在 g 和 i 波段获得连续的 M31 恒星晕的图像, 且在各个方向上的投影距离都达到约 150 kpc。此外, 该巡天也覆盖了 M33 天区。

基于以上巡天观测数据, 许多研究表明, M31 与我们在银河系中看到的类似, 也有一个在空间上延展的贫金属恒星晕^[89, 94]。通过对 RGB 光谱中 CaT 线的测量, Koch 等人^[95] 发现, 单颗恒星的金属丰度可能低于 -2.6 dex, 如图 5 所示。与早期的研究结果相比, 近期大范围的面亮度轮廓分析也强烈支持上面的发现。

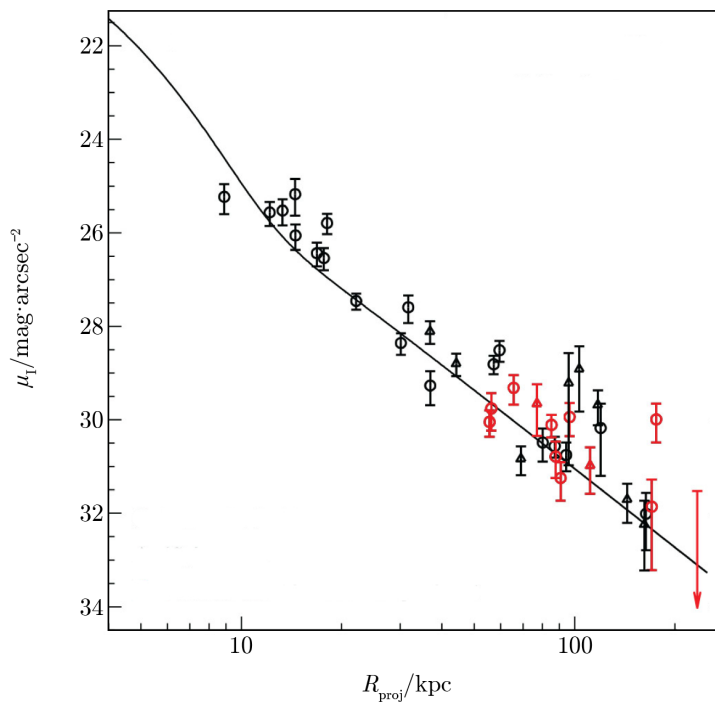
如图 6 所示, M31 外晕 (outer halo) 区域能够很好地被单一幂律函数描述, 范围一直延伸到 175 kpc, 甚至更远^[96, 97]。人们用不同的研究方法对不同观测区域的数据进行分析, 发现这个幂律函数的指数范围为 $-1.75 \sim -2.5$ ^[78, 89, 96]。

虽然大多数研究表明, M31 有一个贫金属的外晕, 但是对于 M31 是否存在金属丰度梯度, 目前还存在一定的分歧。基于类似的 RGB 光谱观测样本, Kalirai 等人^[94] 和 Koch 等人^[95] 都发现了 M31 恒星晕存在金属丰度梯度的证据, 即在短半轴方向上金属丰度随着离 M31 中心距离的增加而不断减小。然而在 2006 年, Chapman 等人^[99] 在长半轴方向上没有观测到金属丰度随距离的变化有明显的改变。同样, 不同测光数据的研究也给出了不



注：浅灰色星星代表 Reitzel 和 Guhathakurta^[98] 通过测量光谱得到的平均金属丰度，空的方块表示 Kalirai 等人^[94] 给出的结果，而圆点代表 Koch 等人^[95] 给出的在不同距离上的平均金属丰度。

图 5 恒星平均金属丰度随距离的分布^[95]



注：黑色空心圆圈表示通过 M31 晕中场星估计得到的面亮度，黑色三角形代表通过对矮星系区的恒星测量得到的面亮度，红色圆圈和三角形表示对南四分之一区更外部视场的测量值。黑色曲线代表模型对数据的最佳拟合，该模型中包含核球、盘和晕结构。 R_{proj} 表示离 M31 中心的投影距离， μ_I 表示在 I 波段的面亮度。

图 6 M31 晕表面亮度轮廓^[96]

一致的结论。在 2009 年, Richardson 等人分析了在 9 个不同视线上的 HST/ACS 测光图像, 得出其投影半径为距离 M31 中心 $20 \sim 60 \text{ kpc}$ ^[100]。他们没有发现恒星晕有金属丰度梯度存在的证据。然而利用所有 PAndAS 图像巡天数据, Ibata 等人^[101]发现, 随着恒星晕的平均金属丰度从 -0.7 dex 下降到 -1.5 dex , 平均投影半径从距离 M31 中心 30 kpc 一直延伸到 150 kpc 。Gilbert 等人^[102]对最新的 RGB 光谱观测样本的研究也清晰地表明, M31 恒星晕的金属丰度轮廓存在一个连续的梯度分布。他们发现, 金属丰度梯度的斜率约为 $-0.01 \text{ dex} \cdot \text{kpc}^{-1}$, 并从 9 kpc 一直延续到 100 kpc 左右。导致以上分歧的可能原因有: (1) 大多数的研究样本受观测视场的限制, 如距离 M31 中心比较近, 且在视线方向上的观测区域较少; (2) 恒星样本遭受来自银河系恒星的污染; (3) M31 恒星晕的金属丰度轮廓受到星流或吸积卫星星系遗留残骸的污染。有观测研究表明, 星流成员星的金属丰度比所在位置场星的金属丰度要高许多。Gilbert 等人^[102]发现, 在 $9 \sim 23 \text{ kpc}$ 区间的平均金属丰度保持不变, 为 $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.45$, 然而在这个区域有一个巨恒星流 (giant stellar stream, GSS), 它覆盖 M31 南天区大部分的恒星晕以及内部区域^[103, 104], 如图 1 所示。当通过动力学方法把属于星流的成员星减除后, 得到的平均金属丰度与由外而内的金属丰度梯度的预估值相一致。Ibata 等人^[101]也发现, 在运动学上显得比较冷的子结构 (星流或潮汐残骸), 它们的金属丰度比平滑晕的金属丰度平均高 0.2 dex 左右。

5.2 内晕与外晕的起源

目前人们普遍认为, 银河系晕存在双结构特征, 即内晕和外晕。通过对来自 SDSS 数据库中恒星晕样本的研究, 2007 年 Carollo 等人^[105]发现, 内晕和外晕在形态和化学性质上存在明显不同。内晕有一个顺行的自转速度 (约为 $0 \sim 50 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$), 看起来属于内晕的恒星在空间上呈现扁平的分布 (轴比 c/a 约为 $0.5 \sim 0.8$), 而且恒星密度计数遵从幂律函数分布, 指数在 $-2.5 \sim -3$ 之间^[106]。然而外晕呈现出一个纯逆行的自转特征, 而且近似球形分布的外晕恒星的平均金属丰度比内晕恒星低约 0.6 dex 。既然与银河系同属旋涡星系的 M31 在各个方面都与银河系非常类似, 所以很自然的问题便是: M31 恒星晕是否存在内晕和外晕? 其内外晕是否与银河系的一样, 有不同的起源?

通过在第 5.1 节的分析和总结, 我们可以看到, 晕外部区域内的恒星与内部区域内的恒星相比, 其金属丰度较低, 且年龄较老, 并且晕可能存在一个金属丰度梯度。对通过测量 RGB 光谱得到的金属丰度分布进行分析, Koch 等人^[95]发现, 平均金属丰度在 20 kpc 左右时有一个非常剧烈的下降过程, 且外部区域的金属丰度分布与其他人测量到的一个平滑晕相一致^[101]。然而对于内部区域, 人们通过模拟发现, 通过并合形成的巨恒星流不能用来解释内晕的所有特征。这支持 Carollo 等人^[105]提出的假说, 即内晕通过一两次与大质量卫星星系的耗散并合过程形成, 而外晕则是通过持续不断且无耗散的吸积过程形成。

通过一系列数值模拟, Bullock 和 Johnston^[107]发现, 恒星晕完全能够通过吸积卫星星系而形成, 并且在一定半径之外晕密度轮廓趋向于随着距离的增加而变陡。这与 Cooper 等人^[108]的模拟结果相类似。他们的结果还表明, 在距星系中心约 100 kpc 处, 晕密度轮廓有一个剧烈的下降过程。Ibata 等人^[101]的观测结果也一定程度上支持以上模拟结果, 他们测量到的密度轮廓在 100 kpc 处有一个轻微变陡过程。另外, 人们还发现, 通过测量富金属恒

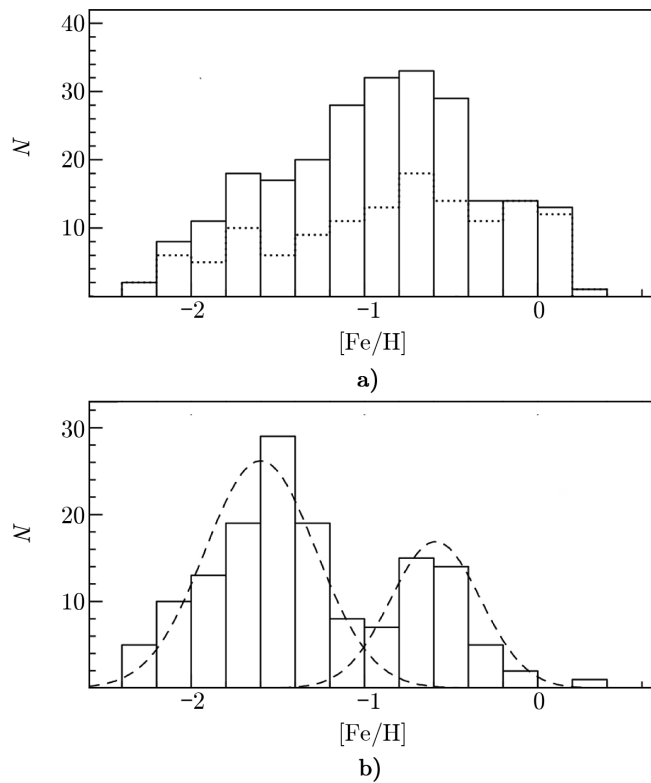
星得到的幂律指数与对外晕中贫金属恒星的测量结果不一致。内晕恒星除了有可能通过一两次的并合事件形成外,也有可能在 M31 晕的快速坍缩过程中形成。一些数值模拟结果表明,内晕恒星在 M31 盘上形成。然而由于吸积或者并合事件导致的动力学加热,它们逐渐地被激发到晕里^[109-111]。Dorman 等人^[97]也得到类似的观测结果,他们发现有一小部分的晕星有类似于盘中恒星的光度分布,这表明有一小部分晕星可能原本在 M31 盘中形成,然而由于动力学加热被激发到晕里而变成晕星。同时,最近测量到的金属丰度分布轮廓和金属丰度梯度也能用这一激发机制解释^[102],但是这可能仅局限于半径在 20 ~ 30 kpc 内的恒星^[112]。因此对于外晕,可能需要其他的形成机制来解释。目前普遍认为,外晕是通过连续吸积矮星系而形成。这与许多观测相一致,例如:大量的子结构或星流在晕中被发现^[78, 79](如图 1 所示),在不同视线上测量到的平均金属丰度存在明显的差异^[102]。另外,人们也发现了一个近似球形分布的平滑晕^[101]。

虽然晕里大量的子结构能够破坏平滑的恒星密度轮廓,但是在去除这些子结构的影响后,许多观测结果表明晕轮廓遵循单一的幂律函数,其范围从 30 kpc 一直延伸到至少 90 kpc^[78, 89, 96, 97]。这与在银河系晕中观测到恒星密度轮廓在 25 kpc 处有拐点不一致^[113],表明 M31 恒星晕可能没有内晕和外晕之分。Deason 等人^[114]认为,是否存在晕密度轮廓转折,取决于所在星系的吸积历史。相对于银河系晕的质量由早期一次大的并合主导,他们认为 M31 有比较漫长且活跃的吸积历史。

5.3 球状星团

星系晕中最明亮的天体就是球状星团,它们一般都由年老的贫金属恒星组成。球状星团的运动学、金属丰度和质量分布等观测特征是研究星系早期形成和演化的最好探针^[115]。由于 M31 离银河系比较近,因此,它是第一个被发现具有球状星团的河外星系^[116]。虽然一些观测结果表明, M31 包含有 600 多个球状星团^[117, 118],但是借助于图像巡天,如 PAndAS 和 PHAT,其大部分被确认为属于盘的年轻星团。到目前为止,能够真正被确认为球状星团的大约有 441 个^[119],其中许多星团已经在博洛尼亚星团表修订版 (Revised Bologna Catalogue) 中被确认^[120]。这比在银河系中发现的球状星团数目多 3 倍以上。此外,如图 7 所示,许多研究结果表明, M31 球状星团金属丰度分布不存在像银河系那样的双峰结构^[121-123],而是从非常贫的金属丰度 ($[Fe/H] \approx -2.2$ dex) 一直延伸到太阳金属丰度^[123]。根据金属丰度分布, Caldwell 和 Romanowsky^[119]认为,球状星团可以分成三类:富金属群、中间金属丰度群和贫金属群。Galleti 等人^[122]的结果也部分支持以上分类,他们发现三峰模型能够比较好地拟合观测到的金属丰度分布。Chen 等人^[124]通过分析 LAMOST 光谱巡天中球状星团的数据得到的金属丰度分布既不呈现双峰结构,也不能用单一的高斯函数拟合。另外我们也注意到,许多研究结果表明, M31 包含一定比例的年轻和中等年龄的球状星团^[123-125],这一现象在银河系球状星团系统中也不存在。综上所述,与银河系相比, M31 可能有不同的球状星团形成和矮星系吸积历史。

球状星团的径向数密度轮廓是球状星团系统的一个重要特征。传统上人们普遍认为,它遵循幂律函数 $R^{1/4}$ 或 de Vaucouleurs 幂律分布^[126]。1993 年 Battistini 等人^[127]发现,幂律函数不能很好地拟合他们样本的径向数密度轮廓。通过尝试不同的拟合函数,他们发现,



注: a) 实线柱状图代表来自 RBG 目录中所有 M31 球状星团的金属丰度分布, 点线柱状图表示金属丰度测量误差小于 0.3 dex 的所有星团; b) 银河系样本分布, 虚线表示两个高斯函数的最佳拟合, 两个结构的平均金属丰度分别为 $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.60 \text{ dex}$ 和 -0.59 dex 。纵坐标 N 表示星团计数。

图 7 M31 与银河系球状星团金属丰度分布的比较^[122]

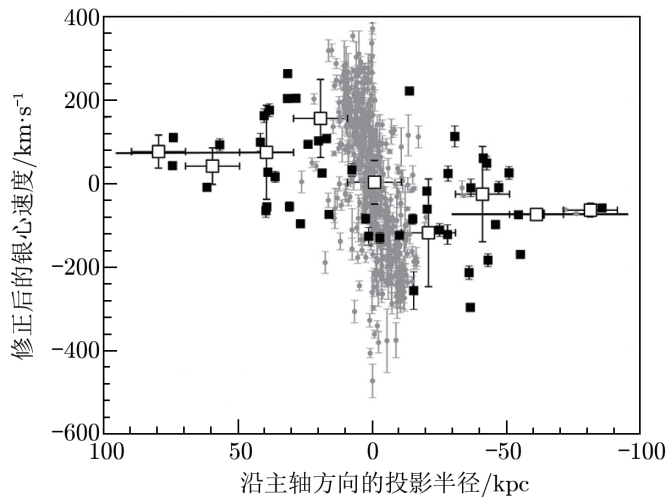
$R^{1/m}$ ($m \approx 1.6$) 幂律函数能很好地拟合他们的样本。Huxor 等人^[128]给出了更大范围的样本 ($R_{\text{proj}} > 100 \text{ kpc}$), 他们也发现 $R^{1/1.6}$ 幂律函数能非常好地拟合他们的样本, 但是在距离 M31 中心 30 kpc 处, 球状星团的径向轮廓有一个明显的转折, 且外面区域的斜率变小。这个位置与晕中的恒星面密度轮廓的转折处相一致。这表明可能存在外晕和内晕的双结构, 且它们中的球状星团有不同的起源。今后, 通过对球状星团系统的颜色、金属丰度分布和运动学的研究, 人们将获得其更加丰富的信息。

通过对 M31 中大样本的球状星团颜色 ($V-I$) 的研究发现, 它们与银河系中的球状星团有非常相似的分布。此外, 距离 M31 中心超过 30 kpc 的星团, 它们有非常接近的颜色, 且该颜色不随距离的变化而改变^[128, 129]。由于颜色直接反映星团年龄及其金属丰度, 因此, 假设远距离星团的年龄都非常老, 外晕球状星团就不会存在, 或者只有非常微弱的金属丰度梯度。然而基于 LAMOST 光谱巡天, Chen 等人^[124]发现, 靠近 M31 中心 (小于 30 kpc) 的年老星团 (大于 1 Ga) 有一个非常明显的金属丰度梯度, 其大小为 $(-0.038 \pm 0.023) \text{ dex} \cdot \text{kpc}^{-1}$ 。不同的金属丰度梯度斜率表明不同类型的球状星团可能有不同的起源。通过对晕中高速恒

星的研究, Eggen 等人^[130]推断, 银晕以及所包含的球状星团是在原初气体云的一次整体快速坍缩过程中形成。然而 Searle 和 Zinn^[131]认为, 球状星团一开始在原银河系碎块中形成, 之后随着中心坍缩而一起落入到银河系中。随着时间的推移, 对球状星团的许多研究结果更新了我们对于球状星团起源的认识。球状星团系统很可能不仅仅只有一种起源, 属于不同金属丰度、空间分布和运动学的星团群可能有不同的起源^[132, 133], 例如: 属于内晕的球状星团可能是通过耗散坍缩形成, 它们的金属丰度随距离呈现出一个明显的梯度分布; 属于外晕的球状星团可能起源于吸积过程, 它们很可能不存在金属丰度梯度分布。在 2009 年, Alves-Brito 等人^[134]发现, 在 50 kpc 以内球状星团系统的平均金属丰度有一个径向的梯度分布, 但是在其外部区域金属丰度梯度的斜率明显变小。这与上面的理论预测相一致, 并且该结果表明, 外晕的球状星团很可能是在早期的并合过程中从卫星星系中被吸积过来的。

除了球状星团的空间分布, 研究金属丰度分布等也有助于我们探寻晕的起源, 研究球状星团的运动也有助于我们了解关于寄主星系形成历史的信息, 如它的总质量、引力势形状和暗物质分布等^[135, 136]。1969 年, van den Bergh^[137]第一次获得 M31 球状星团的视向速度。之后随着视向速度数据的增加, 许多研究小组利用球状星团作为示踪天体来估算星系的运动学质量^[138-140]。通过对超过 200 个球状星团的高精度视向速度的研究, Perrett 等人^[141]发现, M31 球状星团系统有一个较强的绕着星系光学短轴的自转, 这与银河系球状星团系统的低速自转不一致。后来人们通过对一些更大样本视向速度的测量也给出了相似的结果^[142, 143]。但是所有以上研究样本中, 球状星团距离 M31 中心不超过 30 kpc。研究更大范围的样本将带给我们更加丰富的信息。利用从 PAndAS 图像巡天得到的数据, 到目前为止, 人们已经新发现了 80 个球状星团, 它们到 M31 中心的距离超过 30 kpc^[129, 144]。对于远距离的球状星团, Mackey 等人^[145]发现, 非常大比例的星团 (约为 50% ~ 80%) 在空间分布上与各种星流以及其他一些在 M31 晕中未被发现的潮汐残骸非常一致。这表明外晕中大多数球状星团可能原本属于 M31 卫星星系, 但是通过吸积过程最后变成晕的一部分。对其他球状星团样本的研究也得到类似的结论, 这表明相对于银河系, M31 有一个更加活跃的吸积历史^[119, 146]。这些结论与对晕中大样本的恒星研究结果相一致。另一个有意思的发现是, 远距离的球状星团与靠近 M31 中心的星团虽有相同的自转, 但却有一个较小的自转振幅 (为 $(86 \pm 17) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$)^[146], 如图 8 所示。这很难通过简单的卫星星系吸积理论来解释。

Veljanoski 等人^[146]认为, 这可能与在银河系和 M31 中发现的许多矮星系相关, 这些矮星系看起来全都位于非常薄的转动平面上。他们的另一个解释是, 外晕中的许多球状星团可能来自 1 个或 2 个相对大的寄主星系, 这些寄主星系在早期与 M31 发生并合。结合最新大样本球状星团的空间、运动学和金属丰度分析, Caldwell 和 Romanowsky^[119]除了发现他们定义的两类贫金属球状星团群有较小的顺行自转外, 还发现富金属的球状星团有与 M31 盘一样的运动学和空间特性。另外, 2013 年 Cezario 等人^[123]发现, 这类富金属球状星团与其年龄成线性关系, 即金属丰度越大, 星团年龄越小, 这说明它们很可能属于 M31 盘。这与通常把它们与核球联系在一起相违背, 但为我们了解球状星团的起源提供了一个新的视角。这类富金属的球状星团有可能在巨大的恒星形成团块中形成, 而这些团块在剧烈扰动的高红移星系盘中已经被发现^[147, 148]。



注: 灰色点为取自 RBC 目录的视向速度^[120], 黑色方块表示 2014 年 Veljanoski 等人^[146]测量的数据, 空心方块表示在给定距离网格内的平均视向速度。纵坐标代表经过 M31 整体速度修正的银心速度。

图 8 球状星团银心视向速度沿 M31 长半轴方向的分布^[149]

6 总 结

无论在结构形成, 还是在演化历史上, M31 与银河系都非常相似。对 M31 核球、盘和晕等结构的详细研究, 不仅能够帮助我们了解 M31 本身的形成和演化历史, 而且也有助于我们对银河系形成和演化的研究。对于银河系中是否存在薄盘和厚盘之分, 以及厚盘是如何起源的等问题, 都存在很多争议; 晕是否存在内晕和外晕之分, 它们的起源是否不同等问题, 也有不同的观点。由于我们位于银盘上, 银盘上的气体和尘埃消光使得我们的观测和研究样本被局限在一个非常小的范围内, 这就导致在研究整个银河系的结构和演化方面存在非常大的困难, 特别是对厚盘的形成和演化研究。Yin 等人^[150]在 2009 年用一个星系化学演化模型同时拟合了 M31 和银河系盘的许多观测数据, 他们发现 M31 的恒星形成效率是银河系的 2 倍。这表明 M31 在最近有一个非常活跃的恒星形成时期。对此, 一个非常可能的解释是, 该现象是由其与近邻的星系相互作用导致的。通过对 RGB 星的深度观测, 并结合数值模拟, McConnachie 等人^[79]发现, M33 (如图 1 所示) 在大约 2.6 Ga 以前曾在近距离上与 M31 交会。另外, Block 等人^[151]也指出, 在 200 Ma 以前 M32 星系 (如图 1 所示) 可能与 M31 有一次正交会的相互作用。然而人们通过观测发现, 银河系是一个相当宁静的星系^[152], 因此, 与银河系相比, M31 或许有一个更加复杂的演化历史。更多来自恒星晕的观测证据也支持 M31 有一个更复杂和更长吸积历史的观点, 这些证据包括 M31 有一个更加明亮的恒星晕, 一个连续的径向密度轮廓分布, 以及比银河系多 3 倍的球状星团, 并且其中一些球状星团和潮汐流可能来自同一个被吸积的矮星系^[101, 114, 129]。

虽然最近的一些大视场观测 (如 LGGS, PAndAS 和 SPLASH 等) 巡天使得我们对 M31

的研究前进了一大步,但是,由于距离的限制,大视场的巡天和研究只能局限于明亮的天体,例如,基于 10 m 级口径的凯克望远镜的低分辨率光谱巡天 (SPLASH),只能观测明亮的 RGB 星。因此,目前在恒星晕中发现和证认的都是最明亮的子结构。然而在银河系中,我们可以通过观测 M 型巨星或更暗的主序拐点 (main sequence turn-off, MSTO) 星来追踪子结构或潮汐流等。下一代空间和地面望远镜 (如 JWST, TMT, GMT 等) 将会有助于我们克服以上问题,并帮助我们解答目前对 M31 研究中存在的一些突出问题^[153]。首先,对于巨恒星流 (GSS) 的真正起源存在很多争论,例如,如果它起源于一次矮星系的吸积过程,那么现在我们在哪里还能找到这个遗迹? 为何它有如此极端的轨道? 它如何保存现在的运动学状态达 1 Ga 之久? 其次,外晕中的潮汐星流是来自于一次吸积,还是多次吸积过程的叠加? 对于结合成协的球状星团,我们是否能够更好地限制星流的宿主星系的质量和引力势等? 最后,如何寻找 M31 恒星晕的边界? 目前的观测已经表明,晕的边界比我们想象的可能更远。

参考文献:

- [1] Peñarrubia J, Ma Y Z, Walker M G, et al. MNRAS, 2014, 443: 2204
- [2] Ribas I, Jordi C, Vilardell F, et al. ApJ, 2005, 635: L37
- [3] de Vaucouleurs G, de Vaucouleurs A, Corwin H G JR, et al. Third Reference Catalogue of Bright Galaxies. New York, USA: Springer, 1991: 2091
- [4] Braun R, Thilker D A, Waltherbos R A M, et al. ApJ, 2009, 695: 937
- [5] Chemin L, Carignan C, Foster T. ApJ, 2009, 705: 1395
- [6] Fritz J, Gentile G, Smith M W L, et al. A&A, 2012, 546: A34
- [7] Smith M W L, Eales S A, Gomez H L, et al. ApJ, 2012, 756: 40
- [8] Beaton R L, Majewski S R, Guhathakurta P, et al. ApJ, 2007, 658: L91
- [9] McConnachie A W, Ibata R, Martin N, et al. ApJ, 2018, 868: 55
- [10] Azimlu M, Marciniak R, Barmby P. AJ, 2011, 142: 139
- [11] Li Z, Wang Q D, Wakker B P. MNRAS, 2009, 397: 148
- [12] Bender R, Kormendy J, Bower G, et al. ApJ, 2005, 631: 280
- [13] Garcia M R, Hextall R, Baganoff F K, et al. ApJ, 2010, 710: 755
- [14] Li Z, Garcia M R, Forman W R, et al. ApJ, 2011, 728: L10
- [15] Light E S, Danielson R E, Schwarzschild M. ApJ, 1974, 194: 257
- [16] Lauer T R, Faber S M, Groth E J, et al. AJ, 1993, 106: 1436
- [17] Tremaine S. AJ, 1995, 110: 628
- [18] Lauer T R, Bender R, Kormendy J, et al. ApJ, 2012, 745: 121
- [19] Freeman K C. IAU Symposium, 2008, 245: 3
- [20] Waltherbos R A M, Kennicutt R C JR. A&A, 1988, 198: 61
- [21] Pritchett C J, van den Bergh S. AJ, 1994, 107: 1730
- [22] Kormendy J, Bender R. ApJ, 1999, 522: 772
- [23] Courteau S, Widrow L M, McDonald M, et al. ApJ, 2011, 739: 20
- [24] Ballero S K, Kroupa P, Matteucci F. A&A, 2007, 467: 117
- [25] Davidge T J. AJ, 1997, 113: 985
- [26] Stephens A W, Frogel J A, DePoy D L, et al. AJ, 2003, 125: 2473
- [27] Sarajedini A, Jablonka P. AJ, 2005, 130: 1627

-
- [28] Saglia R P, Fabricius M, Bender R, et al. *A&A*, 2010, 509: A61
- [29] Dong H, Li Z, Wang Q D, et al. *MNRAS*, 2015, 451: 4126
- [30] Dong H, Olsen K, Lauer T, et al. *MNRAS*, 2018, 478: 5379
- [31] Kroupa P. *MNRAS*, 2001, 322: 231
- [32] Salpeter E E. *ApJ*, 1955, 121: 161
- [33] Toth G, Ostriker J P. *ApJ*, 1992, 389: 5
- [34] Bournaud F, Elmegreen B G, Elmegreen D M. *ApJ*, 2007, 670: 237
- [35] Babcock H W. *Lick Observatory Bulletin*, 1939, 19: 41
- [36] Worthey G, España A, MacArthur L A, et al. *ApJ*, 2005, 631: 820
- [37] Ibata R, Chapman S, Ferguson A M N, et al. *ApJ*, 2005, 634: 287
- [38] Bernard E J, Ferguson A M N, Chapman S C, et al. *MNRAS*, 2015, 453: L113
- [39] Sanders N E, Caldwell N, McDowell J, et al. *ApJ*, 2012, 758: 133
- [40] Zurita A, Bresolin F. *MNRAS*, 2012, 427: 1463
- [41] Esteban C, Bresolin F, Peimbert M, et al. *ApJ*, 2009, 700: 654
- [42] Trundle C, Dufton P L, Lennon D J, et al. *A&A*, 2002, 395: 519
- [43] Venn K A, McCarthy J K, Lennon D J, et al. *ApJ*, 2000, 541: 610
- [44] Smartt S J, Crowther P A, Dufton P L, et al. *MNRAS*, 2001, 325: 257
- [45] Przybilla N, Butler K, Becker S R, et al. *A&A*, 2006, 445: 1099
- [46] Kwitter K B, Lehman E M M, Balick B, et al. *ApJ*, 2012, 753: 12
- [47] Rubin V C, Krishna Kumar C, Ford W K JR. *ApJ*, 1972, 177: 31
- [48] Galarza V C, Waltherbos R A M, Braun R. *AJ*, 1999, 118: 2775
- [49] Zaritsky D, Kennicutt R C JR, Huchra J P. *ApJ*, 1994, 420: 87
- [50] Vila-Costas M B, Edmunds M G. *MNRAS*, 1992, 259: 121
- [51] Kewley L J, Ellison S L. *ApJ*, 2008, 681: 1183
- [52] Magrini L, Stanghellini L, Villaver E. *ApJ*, 2009, 696: 729
- [53] Jacoby G H, Ford H C. *ApJ*, 1986, 304: 490
- [54] Kwitter K B, Méndez R H, Peña M, et al. *RMxAA*, 2014, 50: 203
- [55] Gustafsson B, Edvardsson B, Eriksson K, et al. *A&A*, 2008, 486: 951
- [56] Kudritzki R P, Urbaneja M A, Bresolin F, et al. *ApJ*, 2008, 681: 269
- [57] Gazak J Z, Kudritzki R, Evans C, et al. *ApJ*, 2015, 805: 182
- [58] Massey P, Olsen K A G, Hodge P W, et al. *AJ*, 2006, 131: 2478
- [59] Massey P, Silva D R, Levesque E M, et al. *ApJ*, 2009, 703: 420
- [60] Drout M R, Massey P, Meynet G, et al. *ApJ*, 2009, 703: 441
- [61] Zhang H, Huang Y, Liu X, et al. *IAU General Assembly*, 2015, 22: 2254613
- [62] Gordon K D, Bailin J, Engelbracht C W, et al. *ApJ*, 2006, 638: L87
- [63] Corbelli E, Lorenzoni S, Waltherbos R, et al. *A&A*, 2010, 511: A89
- [64] Bendo G J, Boselli A, Dariush A, et al. *MNRAS*, 2012, 419: 1833
- [65] Draine B T, Aniano G, Krause O, et al. *ApJ*, 2014, 780: 172
- [66] Xu C, Helou G. *ApJ*, 1996, 456: 163
- [67] Groves B, Krause O, Sandstrom K, et al. *MNRAS*, 2012, 426: 892
- [68] Tabatabaei F S, Berkhuijsen E M. *A&A*, 2010, 517: A77
- [69] Viallefond F, Goss W M, Allen R J. *A&A*, 1982, 115: 373
- [70] Nietén C, Neiningner N, Guélin M, et al. *A&A*, 2006, 453: 459
- [71] Bolatto A D, Wolfire M, Leroy A K. *ARA&A*, 2013, 51: 207
- [72] Kennicutt R C, Evans N J. *ARA&A*, 2012, 50: 531
- [73] Schmidt M. *ApJ*, 1959, 129: 243
- [74] Kennicutt R C. *ApJ*, 1998, 498: 541
- [75] Ford G P, Gear W K, Smith M W L, et al. *ApJ*, 2013, 769: 55
- [76] Rahmani S, Lianou S, Barmby P. *MNRAS*, 2016, 456: 4128

- [77] Shi Y, Helou G, Yan L, et al. *ApJ*, 2011, 733: 87
- [78] Ibata R, Martin N F, Irwin M, et al. *ApJ*, 2007, 671: 1591
- [79] McConnachie A W, Irwin M J, Ibata R A, et al. *Nature*, 2009, 461: 66
- [80] Abadi M G, Navarro J F, Steinmetz M. *MNRAS*, 2006, 365: 747
- [81] Font A S, Johnston K V, Ferguson A M N, et al. *ApJ*, 2008, 673: 215
- [82] Zolotov A, Willman B, Brooks A M, et al. *ApJ*, 2010, 721: 738
- [83] Mould J, Kristian J. *ApJ*, 1986, 305: 591
- [84] Durrell P R, Harris W E, Pritchett C J. *AJ*, 1994, 108: 2114
- [85] Rich R M, Mighell K J, Neill J D. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 1996, 92: 544
- [86] Durrell P R, Harris W E, Pritchett C J. *AJ*, 2001, 121: 2557
- [87] Durrell P R, Harris W E, Pritchett C J. *AJ*, 2004, 128: 260
- [88] Bellazzini M, Cacciari C, Federici L, et al. *A&A*, 2003, 405: 867
- [89] Irwin M J, Ferguson A M N, Ibata R A, et al. *ApJ*, 2005, 628: L105
- [90] Feltzing S, Chiba M. *NewAR*, 2013, 57: 80
- [91] Brown T M, Smith E, Ferguson H C, et al. *ApJ*, 2007, 658: L95
- [92] Brown T M, Beaton R, Chiba M, et al. *ApJ*, 2008, 685: L121
- [93] Kalirai J S, Zucker D B, Guhathakurta P, et al. *ApJ*, 2009, 705: 1043
- [94] Kalirai J S, Gilbert K M, Guhathakurta P, et al. *ApJ*, 2006, 648: 389
- [95] Koch A, Rich R M, Reitzel D B, et al. *ApJ*, 2008, 689: 958
- [96] Gilbert K M, Guhathakurta P, Beaton R L, et al. *ApJ*, 2012, 760: 76
- [97] Dorman C E, Widrow L M, Guhathakurta P, et al. *ApJ*, 2013, 779: 103
- [98] Reitzel D B, Guhathakurta P. *AJ*, 2002, 124: 234
- [99] Chapman S C, Ibata R, Lewis G F, et al. *ApJ*, 2006, 653: 255
- [100] Richardson J C, Ferguson A M N, Mackey A D, et al. *MNRAS*, 2009, 396: 1842
- [101] Ibata R A, Lewis G F, McConnachie A W, et al. *ApJ*, 2014, 780: 128
- [102] Gilbert K M, Kalirai J S, Guhathakurta P, et al. *ApJ*, 2014, 796: 76
- [103] Ibata R, Irwin M, Lewis G, et al. *Nature*, 2001, 412: 49
- [104] Fardal M A, Guhathakurta P, Gilbert K M, et al. *MNRAS*, 2012, 423: 3134
- [105] Carollo D, Beers T C, Lee Y S, et al. *Nature*, 2007, 450: 1020
- [106] Jurić M, Ivezić Ž, Brooks A, et al. *ApJ*, 2008, 673: 864
- [107] Bullock J S, Johnston K V. *ApJ*, 2005, 635: 931
- [108] Cooper A P, Cole S, Frenk C S, et al. *MNRAS*, 2010, 406: 744
- [109] Zolotov A, Willman B, Brooks A M, et al. *ApJ*, 2009, 702: 1058
- [110] McCarthy I G, Font A S, Crain R A, et al. *MNRAS*, 2012, 420: 2245
- [111] Tissera P B, White S D M, Scannapieco C. *MNRAS*, 2012, 420: 255
- [112] Pillepich A, Vogelsberger M, Deason A, et al. *MNRAS*, 2014, 444: 237
- [113] Sesar B, Jurić M, Ivezić Ž. *ApJ*, 2011, 731: 4
- [114] Deason A J, Belokurov V, Evans N W, et al. *ApJ*, 2013, 763: 113
- [115] 王家骥. *天文学进展*, 2002, 20(1): 74
- [116] Hubble E. *ApJ*, 1932, 76: 44
- [117] Morrison H L, Harding P, Perrett K, et al. *ApJ*, 2004, 603: 87
- [118] Lee M G, Hwang H S, Kim S C, et al. *ApJ*, 2008, 674: 886
- [119] Caldwell N, Romanowsky A J. *ApJ*, 2016, 824: 42
- [120] Galleti S, Federici L, Bellazzini M, et al. *A&A*, 2004, 416: 917
- [121] Barmby P, Huchra J P, Brodie J P, et al. *AJ*, 2000, 119: 727
- [122] Galleti S, Bellazzini M, Buzzoni A, et al. *A&A*, 2009, 508: 1285
- [123] Cezario E, Coelho P R T, Alves-Brito A, et al. *A&A*, 2013, 549: A60
- [124] Chen B, Liu X, Xiang M, et al. *AJ*, 2016, 152: 45
- [125] Caldwell N, Harding P, Morrison H, et al. *AJ*, 2009, 137: 94

- [126] Brodie J P, Strader J. *ARA&A*, 2006, 44: 193
- [127] Battistini P L, Bonoli F, Casavecchia M, et al. *A&A*, 1993, 272: 77
- [128] Huxor A P, Ferguson A M N, Tanvir N R, et al. *MNRAS*, 2011, 414: 770
- [129] Huxor A P, Mackey A D, Ferguson A M N, et al. *MNRAS*, 2014, 442: 2165
- [130] Eggen O J, Lynden-Bell D, Sandage A R. *ApJ*, 1962, 136: 748
- [131] Searle L, Zinn R. *ApJ*, 1978, 225: 357
- [132] Bica E, Bonatto C, Barbuy B, et al. *A&A*, 2006, 450: 105
- [133] Font A S, Johnston K V, Bullock J S, et al. *ApJ*, 2006, 638: 585
- [134] Alves-Brito A, Forbes D A, Mendel J T, et al. *MNRAS*, 2009, 395: L34
- [135] Strader J, Romanowsky A J, Brodie J P, et al. *ApJS*, 2011, 197: 33
- [136] Schubert Y, Richtler T, Hilker M, et al. *A&A*, 2012, 544: A115
- [137] van den Bergh S. *ApJS*, 1969, 19: 145
- [138] Hartwick F D A, Sargent W L W. *ApJ*, 1974, 190: 283
- [139] Huchra J P, Brodie J P, Kent S M. *ApJ*, 1991, 370: 495
- [140] Federici L, Bonoli F, Ciotti L, et al. *A&A*, 1993, 274: 87
- [141] Perrett K M, Bridges T J, Hanes D A, et al. *AJ*, 2002, 123: 2490
- [142] Lee Y S, Beers T C, Sivarani T, et al. *AJ*, 2008, 136: 2050
- [143] Deason A J, Belokurov V, Evans N W. *MNRAS*, 2011, 411: 1480
- [144] Mackey A D, Ferguson A M N, Irwin M J, et al. *MNRAS*, 2010, 401: 533
- [145] Mackey A D, Huxor A P, Ferguson A M N, et al. *ApJ*, 2010, 717: L11
- [146] Veljanoski J, Mackey A D, Ferguson A M N, et al. *MNRAS*, 2014, 442: 2929
- [147] Shapiro K L, Genzel R, Förster Schreiber N M. *MNRAS*, 2010, 403: L36
- [148] Kruijssen J M D. *MNRAS*, 2015, 454: 1658
- [149] Veljanoski J, Ferguson A M N, Irwin M, et al. *Mem Soc Astron Italiana*, 2015, 86: 360
- [150] Yin J, Hou J L, Prantzos N, et al. *A&A*, 2009, 505: 497
- [151] Block D L, Bournaud F, Combes F, et al. *Nature*, 2006, 443: 832
- [152] Hammer F, Puech M, Chemin L, et al. *ApJ*, 2007, 662: 322
- [153] Ferguson A M N, Mackey A D. *Astrophysics and Space Science Library*, 2016, 420: 191

The Progress of Research on the Stellar Populations of M31

LIU Cheng¹, ZHAO Gang^{1,2}

(1. Key Lab of Optical Astronomy, National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012, China; 2. University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China)

Abstract: Andromeda, also known as M31, is an ideal laboratory to study the formation and evolution of spiral galaxies. The main components of M31 are nucleus, bulge, disk, and halo. They are similar to those of the Milky Way Galaxy. In this review, we introduce the latest results of the main components of M31 from observations, simulations and theoretical studies. We simply summarize the progress of the observations on the structure of nucleus after the Hubble Space Telescope (HST) emission. Two formation mechanisms of the bulge, classical and boxy/peanut-shaped and pseudo bulge, are suggested by comparing simulations and

observational data. The results from the observations of stellar populations and interstellar medium in disk are also summarized. The element abundance gradients along radius and star formation rate of the disk could be inferred from those studies. We finally summarize the possible formation history of the halo and the characteristic of globular clusters. Similar to the Galaxy, there might be two overlapping structural components, an inner halo and an outer halo, in the M31 stellar halo. This suggests that our Galaxy and M31 could have a similar formation history. However, evidence from the study of tidal streams implies that M31 may have experienced more accretions than the Milky Way.

Key words: Galaxy; M31; halo; disk; star clusters; stars; galaxy formation and evolution