

文章编号: 1000-8349(2007)03-0215-11

# 星系形态分类的研究进展

汪 敏<sup>1</sup>, 孔 旭<sup>1,2</sup>

(1. 中国科学技术大学 天体物理中心 合肥 230026, 2. 中国科学技术大学 - 上海天文台 星系与宇宙学联合实验室)

**摘要:** 传统的哈勃星系形态分类法可以很好地对近邻的亮星系进行分类, 但对低面亮度星系、矮椭圆星系、矮旋涡星系以及高红移星系等都已无能为力。德沃古勒分类系统、叶凯士分类系统和范登伯分类系统是在哈勃分类法的基础上进行了发展和细化, 利用光的中心聚集度或光度级等作为星系形态分类的参数。模型化分类系统试图定量地测量星系形态参数, 但需要假定星系面亮度分布满足一定的形式, 如  $r^{1/4}$  律、指数律等。最近几年, 又有一些学者提出了非模型化分类系统, 给出了若干个可以直接测量星系形态的结构参数, 如: 聚集度指数  $C$ 、非对称指数  $A$ 、簇聚指数  $S$ 、基尼系数  $G$  及矩指数  $M_{20}$ 。这些参数可以反映星系的形成历史、恒星形成、与其他星系的相互作用、已经发生或正在进行的并合活动等。它们不仅可以有效地给出近邻星系的分类特性, 还能用于测量高红移星系的形态。该文介绍了不同的星系形态分类方法, 比较了各类方法的优点和不足。在此基础上, 最后介绍了基于非模型化分类系统的星系形态分类的研究进展。

**关键词:** 天体物理学; 星系形态; 综述; 结构参数; 星系演化

**中图分类号:** P154 **文献标识码:** A

## 1 引 言

现代天体物理学的基本研究内容可以分为三个大的方向: 恒星物理、星系形成和演化, 以及宇宙的起源。目前, 我们对恒星的结构演化已经有了比较深入的研究, 大爆炸宇宙学模型已被越来越多的观测事实所证实。但是, 作为构成宇宙基本单元的星系的形成与演化仍然是一块有待进一步探索的重要领域。

通过研究星系的结构随时间(红移)的演化, 我们可以了解宇宙早期的原初物质是怎样通过引力作用逐渐塌缩形成原初星系, 以及高红移星系是通过怎样的过程(吸积、并合?)演变为现在能够观测到的各类星系, 从而了解和约束星系的形成和演化过程。表征星系结构的最直接观测特征为星系的形态, 即星系中发光物质(组成星系的恒星和尘埃)在观测者视线方向的投影。因此, 研究不同红移处星系的形态特征, 并与模型结果相比较, 可以了解星系乃至宇

收稿日期: 2006-07-17; 修回日期: 2007-02-05

基金项目: 国家自然科学基金(NSFC10573014、NSFC10633020)和中科院方向性项目(KJ CX2-YW-T05)

宙的形成和演化<sup>[1]</sup>。

宇宙中没有两个星系的形状是完全相同的, 每一个星系都有自己独特的外貌。但是由于星系都是在一个有限的条件范围内形成, 因此他们有一些共同的特点, 这使人们可以对他们进行大体的分类。在众多的星系分类系统中, 哈勃于 1926 年提出的分类系统是应用得最广泛的一种<sup>[2,3]</sup>。利用目视方法, 哈勃根据星系的形态将星系粗略地分为椭圆星系、旋涡星系和不规则星系。基于哈勃分类方法, 后来的学者们对星系形态分类进行了发展和细化, 提出了德沃古勒分类系统、叶凯士分类系统和范登伯分类系统等。

近年来, 随着观测技术的进步和观测仪器的发展, 一些大天区星系图像巡天计划, 如 SDSS (Sloan Digital Sky Survey) 和 COSMOS (Cosmic Evolution Survey), 已经开始或完成, 星系观测数目得到了极大的提高<sup>[1,4,5]</sup>。对于如此大的样本, 以前的目视星系形态分类方法已经无能为力, 必须发展新的星系分类方法, 利用计算机来完成星系形态的分类。鉴于此, 一些模型化星系形态分类系统和非模型化星系形态分类系统被提出, 并被广泛采用, 如: 聚集度指数  $C$ <sup>[6]</sup>、非对称指数  $A$ <sup>[7]</sup>、簇聚指数  $S$ <sup>[8,9]</sup>、基尼系数  $G$ <sup>[10]</sup> 和矩指数  $M_{20}$ (moment index)<sup>[11]</sup> 等。

这些星系形态分类方法的引入和观测数据的极大丰富, 使得近年来在星系形态方面的研究取得了许多重要进展。但是, 关于星系形态的分类、星系形态随红移的演化、星系形态和星系环境的关系、星系形态和星系物理内在联系等研究领域, 还存在诸多问题, 许多方面仍然处在起步阶段<sup>[12]</sup>。本文中, 我们将首先介绍不同的星系形态分类方法, 在此基础上, 介绍近年来在星系形态研究方面取得的重要进展。最后, 我们对星系形态研究做了一些展望和讨论。

## 2 星系形态分类方法

### 2.1 目视的分类系统

早期的星系形态研究主要致力于描述不同的星系外形。由于受到当时的观测仪器限制, 20 世纪 70 年代以前只能利用照相底片观测一些离我们比较近的、亮的大星系图像, 并直接凭眼睛来对他们的形态进行分类。利用目视的分类方法, 很多学者提出了不同的星系分类方案, 其中最著名的为哈勃在 1926 年提出的“音叉图”星系形态分类系统<sup>[2]</sup>。

#### 2.1.1 哈勃分类系统

利用 400 个近邻星系的图像, 哈勃对星系形态进行了分类, 发现只有约 3% 的星系具有不规则的形态, 大多数星系具有椭圆或旋涡状结构<sup>[2]</sup>。随后, 一系列工作对哈勃原初的分类系统进行了补充和发展, 使得哈勃分类日趋完善, 并被广泛采用<sup>[13-15]</sup>。

哈勃分类系统可以概括为: 1) 星系从形态上可分为椭圆星系 (E)、透镜星系 (S0)、旋涡星系 (S) 和不规则星系 (Ir); 2) 椭圆星系按扁度不同分为 E0(圆) 到 E7(扁), 其中数字  $n = 10(a-b)/a$ ,  $a$ 、 $b$  分别为椭圆半长轴和半短轴; 3) 旋涡星系根据其中心是否有棒 (bar) 的存在可分为正常旋涡星系 (S) 和棒旋星系 (SB); 4) 正常旋涡星系和棒旋星系根据其中核球的相对大小和旋臂的束缚程度等可分为 a、b 和 c 三个子类; 5) 透镜星系作为从椭圆星系 E7 到旋涡星系 Sa/SBa 的过渡星系被引入哈勃序列, 但其典型的星等比旋涡星系 Sa 或椭圆星系暗 1 mag 或 2 mag<sup>[16]</sup>。

尽管哈勃分类系统仅仅是根据星系的光学波段形态特征来进行分类, 但随后的研究表明哈勃星系形态序列与很多星系物理参数都有关, 如: 星系的积分颜色、动力学特征 (恒星速度弥散和转动曲线)、中性氢的质量、星系质量、星系光度和环境等<sup>[17]</sup>, 这也是哈勃分类系统至今仍具有很强生命力的一个重要原因。然而, 哈勃形态分类也存在一些自身的缺陷, 如: 哈勃分类不适用于低面亮度星系的分类, 它对旋涡星系分类过于粗糙; 此外, 对于活动星系、相互作用星系等, 哈勃分类也是无能为力<sup>[10,16]</sup>。后来的许多学者在哈勃星系形态分类的基础上进行了发展和细化, 提出了诸如德沃古勒分类系统、叶凯士分类系统和范登伯分类系统等目视分类方法。

### 2.1.2 德沃古勒分类系统

鉴于哈勃星系形态分类系统对旋涡星系的分类过于简单, 不能反映各种各样的旋涡星系, 德沃古勒 (de Vaucouleurs) 等人<sup>[18-22]</sup> 在哈勃分类的基础上发展了一种三维星系形态分类系统——德沃库勒分类系统。

德沃古勒星系形态分类系统与哈勃星系形态分类系统的区别在于: 1) 将哈勃音叉图的主轴 (E-S0-S-*Ir*) 延长, 在 *Sc* 后面增加了 *Sd*、*Sm*, 并将哈勃分类的 *Ir* 用 *Im* 代替。2) 根据棒的存在与否及棒的强弱, 将旋涡星系分为 SA、SB 和 SAB 三大类, 有棒的系统仍为哈勃分类中的 SB 星系, 没有棒的系统定义为 SA 型星系, 而只有弱棒的系统定义为 SAB 型星系。3) 对于旋涡星系, 哈勃分类主要是依据旋臂缠绕的松紧和棒状的结构两项特征, 德沃古勒分类则加上了旋臂的形状 *r* (ring-shaped) 或 *s* (spiral-shaped); *r* 代表旋臂绕成弧状, 环成圆形或椭圆形; *s* 表示旋臂从星系核心或棒端出发, 形成“s”状。4) 另外, 德沃库勒分类系统还引入了数字化参数 *T* 来表征星系的形态, 如 E(*T* 从 -6 到 -4)、S0(*T* 从 -3 到 -1)、S(*T* 从 0 到 9) 和 Im(*T* = 10, 11, 90, 99)。

### 2.1.3 叶凯士分类系统

由星系的颜色可以发现, 星系的核球部分 (年老) 和旋臂部分 (年轻) 的恒星成分存在着显著差异, 所以不同形态的星系中核球和旋臂的相对贡献不同。椭圆星系中心致密、光度以核球主导, 而晚型旋涡星系比较弥散、核球贡献变弱、旋臂贡献大。基于这一观测事实, 摩根等人<sup>[23-25]</sup> 引入了聚集度参数, 构建了一套新的星系形态分类系统, 称作叶凯士 (Yerkes) 星系形态分类系统 (因摩根等在美国叶凯士天文台工作而得名, 也称作摩根星系形态分类系统)。

在叶凯士分类系统中, 首先引入了一个聚集度序列: a-af-f-g-gk-k, 由 a 到 k, 星系的中心聚集度逐渐增加 (其中, a 型代表 *Sc* 星系或不规则星系, k 型代表椭圆星系)。星系形态上, 除了已有的椭圆星系 (E)、旋涡星系 (S)、棒旋星系 (SB) 和不规则星系 (*Ir*), 另加了 L、N、R 和 D 四个类型: L 表示面亮度小, N 表示在微弱背景上有小而亮的核, R 表示具有转动对称性, D 则表示没有尘埃且星系外部弥散的星系。此外, 该分类系统还引入了从 0 到 7 的倾角指数, 0 表示圆形, 7 表示纺锤形, 另以 p 表示特殊。

研究表明, 叶凯士星系形态分类系统与哈勃分类系统和德沃古勒分类系统有很好的对应关系。虽然叶凯士分类系统一直没有被广泛应用, 但随着大样本巡天项目的开展, 摩根等人提出的星系聚集度参数又重新得到了人们的认可。该方法的优点是既可以量化 (摩根等用的是目测, 现在人们已经可以利用计算机定量地测量), 又适用于低信噪比的星系<sup>[10]</sup>。

### 2.1.4 范登伯分类系统

范登伯在分析帕洛玛天图时发现, 旋涡星系旋臂的形态与星系的绝对亮度密切相关: 光度越高, 旋臂就越长, 越舒展; 反之, 光度越暗, 旋臂越不舒展。据此, 范登伯<sup>[26,27]</sup>在哈勃星系形态分类的基础上提出了范登伯星系形态分类系统, 亦称 DDO 系统。DDO 是范登伯所在的研究单位——David Dunlap Observatory——的缩写。

范登伯星系形态分类系统是二维的, 它沿用了哈勃分类参量 E-S0-S(a、b、c)-Ir, 并增加光度级作为第 2 个参量, 将 Sb 型分为 5 个光度级 (I、I-II、II、II-III、III), 将 Sc 和 Ir 型分为八个光度级 (I、I-II、II、II-III、III、III-IV、IV、IV-V)。光度级 I 为超巨星系, II 为亮巨星系, III 为一般的巨星系, IV 为亚巨星系, V 为矮星系, 每个光度级间隔约为 1 mag。另外, 它还采用下列符号: +、- 将哈勃类型细分为若干过渡型, n 为星云状臂 (nebulous arms), \* 为斑状臂 (patchy arms), t 表示星系受到“潮汐”畸变影响。

以上我们介绍了一些基于目视的主要的星系形态分类方法, 他们可以很好地用于近邻星系的形态分类。但 these 方法也存在一些缺陷: 首先, 对于同一星系, 不同人的目视分类结果可能不同, 人为主观性比较大; 其次, 大规模巡天使得观测数据极大地丰富, 对于超过 1 000 个星系的样本, 目视分类太耗时; 最后, 受到望远镜空间分辨率的限制, 从图像上很难区分高红移星系的结构, 以致目视方法不能很好地对高红移星系进行分类。因此, 我们迫切需要一些新的基于计算机的星系分类方法。

## 2.2 模型化分类系统

观测表明, 不同形态星系的面亮度  $I(r)$  (即星系每单位面积发射的视光强度) 分布是不同的。椭圆星系的面亮度轮廓可以用  $r^{1/4}$  律 ( $I(r) = I_e e^{-7.67 [(r/r_e)^{1/4} - 1]}$ ) 来很好地拟合; 旋涡星系的核球部分面亮度轮廓和椭圆星系相似, 可用  $r^{1/4}$  律, 星系盘部分可以用指数律  $I(r) = I_0 e^{-\alpha r}$  来描述, 其中  $I(r)$  指  $r$  处的面亮度,  $r_e$  是有效半径,  $I_e$  是  $r = r_e$  处的面亮度,  $I_0$  为中心面亮度<sup>[28,29]</sup>。因此, 可以用不同的经验律 ( $r^{1/4}$  律或  $r^{1/4}$  律 + 指数律) 去拟合星系的面亮度轮廓, 判断出星系是核球主导的, 还是盘主导的, 从而有效地将早型星系和晚型星系区分开 (一般认为椭圆星系和透镜星系是早型星系, 旋涡星系和不规则星系是晚型星系)。

事实上, 在利用星系的面亮度轮廓对星系形态进行分类时, 由于星系的面亮度分布未知, 所以经常利用 Sersic<sup>[30]</sup> 提出的面亮度轮廓公式:  $I(r) = I_e e^{-b_n [(r/r_e)^{1/n} - 1]}$  来对星系亮度分布进行拟合。其中  $n$  被称作 Sersic 指数,  $b = 1.999 2n - 0.327 1$ ,  $r_e$  为有效半径,  $I_e$  是  $r = r_e$  处的面亮度。Sersic 公式的优点是不同的幂指数  $n$  表示不同的面亮度轮廓:  $n = 1$  对应于指数律,  $n = 4$  和  $b_n = 7.67$  对应于  $r^{1/4}$  律。对一个星系的面亮度进行最佳拟合时, 如果得到的 Sersic 指数  $n$  较大, 则认为它是一个早型星系; 反之, 如果 Sersic 指数  $n$  较小, 则认为它是一个晚型星系<sup>[30]</sup>。另外, 也有很多工作对星系面亮度进行拟合时, 将星系分解为核球和盘两部分, 核球部分利用  $r^{1/4}$  律或 Sersic 公式, 而盘部分利用指数律, 对星系核球和星系盘部分分别拟合。然后, 根据最佳拟合得到的结果, 计算核球部分的积分光度 ( $B$ ) 和星系盘部分的积分光度 ( $D$ ) 之比  $B/D$ , 对星系形态进行分类<sup>[1,32-38]</sup>。

相比于目视的分类系统, 模型化分类系统减少了分类者的主观性, 可用于大样本巡天数据星系的分类, 但这种方法也有它自身的局限性。首先, 它依赖于所采用的星系面亮度轮廓模型是  $r^{1/4}$  律, 还是指数律。其次, 它没有考虑到有些星系中可能还存在棒、透镜或环等成分。

最后, 对于高红移星系, 受到望远镜的观测分辨率的限制, 核球和盘成分很难区分开来。

### 2.3 非模型化分类系统

前面我们已经介绍了目视星系形态分类系统和模型化星系形态分类系统, 鉴于这些分类系统的局限性, 近年来一些非模型化星系形态分类系统陆续被发展和提出, 并被广泛地应用于研究不同红移星系的形态分类和演化。本节中我们将介绍聚集度指数  $C$ 、非对称指数  $A$ 、簇聚指数  $S$ 、基尼系数  $G$  以及矩指数  $M_{20}$  等 5 个表征星系形态的结构参数。

#### 2.3.1 聚集度指数 $C$

椭圆星系是光聚集度 (light concentration) 最高的星系系统, 大部分星系光分布在星系中心较小的区域。随着星系形态变晚, 星系的聚集度变弱, 星系光分布比较弥散。特别是具有较大的转动速度、高角动量的旋涡星系和矮星系, 他们的光聚集度较小。因此, 星系中光的聚集度经常被用来定性或定量地对星系进行分类研究。

为了定量描述星系中光的分布聚集度, 须引入一个聚集度指数  $C$  (concentration index)。不同的学者给出了不同的聚集度指数  $C$  的定义和测量方法。现在被广泛应用的有两种:

1) 基于生长曲线两半径的比值,  $C \equiv 5 \times \lg(r_{80}/r_{20})$ , 其中  $r_{80}$  为包含星系总流量 80% 部分辐射区域的圆半径,  $r_{20}$  为包含星系总流量 20% 部分的圆半径<sup>[39,40]</sup>;

2) 基于星系两个不同等照度半径内的流量比,  $C \equiv F_{0.3r}/F_r$ , 其中  $r$  定义为星系面亮度  $\mu$  大于 2 倍天光辐射强度 ( $\mu > 2\sigma$ ) 的等照度半径,  $F_r$  定义为星系在等照度区域  $r$  内的积分强度,  $F_{0.3r}$  为星系中心处半径为  $0.3r$  等照度区域内的星系积分强度<sup>[6]</sup>。

聚集度指数是一个与距离无关的表征星系形态的参量, 它与星系的速度弥散、星系的尺度、光度等内部属性都有关系。对于以上两种方法, 星系中星光的聚集度指数都是沿着哈勃序列在逐渐降低, 椭圆星系是聚集度指数最高的星系<sup>[9,41]</sup>。但是, 对于不对称且没有一个明确的中心的星系很难准确测量其聚集度指数, 所以仅仅用聚集度指数并不能有效地判断这些星系是早型星系还是晚型星系, 还需要引入其他参量。

#### 2.3.2 非对称指数 $A$

Shade 等人 (1995)<sup>[7]</sup> 首次将非对称指数  $A$  (asymmetry index) 引入到星系形态研究中, 用于定量描述星系的转动非对称性。  $A$  的数值为将星系图像旋转  $180^\circ$  后得到的图像  $I_{180}$  与星系原初图像  $I$  的差值<sup>[7,42,43]</sup>。  $A$  的测量步骤为:

- 1) 首先定义星系图像的中心和属于星系的区域;
- 2) 将星系原始图像绕中心旋转  $180^\circ$ ;
- 3) 比较旋转前、后星系图像, 计算  $A$  的大小。

计算  $A$  的数值, 有两种不同的方法:

$$(1) A = \left\{ \sum_{i,j} [I_o(i,j) - I_{180}(i,j)]^2 / [2 \sum_{i,j} I_o(i,j)]^2 \right\}^{1/2};$$

$$(2) A = \sum_{i,j} |I_o(i,j) - I_{180}(i,j)| / (2 \sum_{i,j} |I_o(i,j)|).$$

其中,  $I_o(i,j)$  是星系原始图像上某一点处强度,  $I_{180}(i,j)$  是将星系图像围绕中心旋转  $180^\circ$  后该点的辐射强度, 求和则是对给定区域内 (一般来说, 指距离中心  $1.5r_p$  以内的区域,  $r_p$  为星系的 Petrosian 半径) 的所有像元而言<sup>[43,44]</sup>。对这两种方法, 非对称指数  $A$  的数值都在 0 和 1 之间。当  $A = 0$  时, 星系是完全对称的, 星系中每一对离开中心相同距离且成  $180^\circ$  的点 (或像元) 都有相同的亮度; 当  $A = 1$  时, 星系则是完全不对称的。沿着哈勃序列, 星系的光学

非对称性增加,  $A$  增大。

非对称指数  $A$  对星系光度的不对称分布很敏感, 它可以简单有效地追踪星系中的恒星形成、星系间的相互作用及并合活动等。一般来说, 绝大多数没有并合活动存在的星系都不会有很高的  $A$  值。但需要注意的是, 这并不意味着所有的并合星系都一定有很高的  $A$  值。另外,  $A$  与星系的绝对星等无关, 但星系的距离对  $A$  有一定影响, 远离我们的星系, 由于观测分辨率低, 看上去会更平滑、更对称。同时,  $A$  还与星系的颜色相关: 不对称的星系, 颜色更蓝, 说明这些星系里最近有恒星形成; 较对称的星系, 颜色偏红, 星族成分相对较老<sup>[45]</sup>。

### 2.3.3 簇聚指数 $S$

椭圆星系光度分布比较均匀, 而旋涡星系和不规则星系等内部有恒星形成的星系, 其中存在一些恒星形成区、高尘埃消光区等, 使得星系光度分布存在一些小的子结构。所以, 为了描述各类星系光度分布, 除了需要聚集度指数和非对称性指数外, 还需要定义星系子结构的参数。在前人工作的基础上<sup>[8,46]</sup>, Conselice 等人 (2003)<sup>[9]</sup> 首次定义了另外一个星系形态参数——簇聚指数  $S$  (clumpiness index, or smoothness parameter), 用来描述星系中小尺度结构特征。

簇聚指数  $S$  定义为星系原始图像和平滑后的图像之间的差值。Conselice 等人 (2003)<sup>[9]</sup> 给出的  $S$  计算公式为:  $S = 10 \times \sum_{i,j} \{[(I_o(i,j) - I_s(i,j)) - B(i,j)]/I_o(i,j)\}$ ; Lotz 等人 (2004)<sup>[11]</sup> 给出的  $S$  计算公式为:  $S = \sum_{i,j} |I_o(i,j) - I_s(i,j)| / \sum_{i,j} |I_o(i,j) - B_s|$ 。其中,  $I_o(i,j)$  是星系原始图像的辐射强度,  $B(i,j)$  为背景图像减去平滑后图像的强度,  $I_s(i,j)$  为平滑后的星系图像上对应点的辐射强度,  $B_s$  为背景天光的平均平滑度。与非对称指数  $A$  一样,  $S$  也是对距离星系中心  $1.5r_p$  以内的区域求和。研究表明, 簇聚指数  $S$  与星系中的恒星形成活动有关, 可用于推测星系中最近发生的恒星形成活动, 进而研究星系的演化。一般来说, 椭圆星系中很少有最近的恒星形成, 旋涡星系和不规则星系中会有大量的恒星形成, 所以椭圆星系的簇聚指数  $S$  较小, 而旋涡星系和不规则星系的  $S$  值较大。

### 2.3.4 基尼系数 $G$

基尼系数  $G$  (Gini coefficient) 是意大利经济学家基尼<sup>[47]</sup> 于 1912 年提出的定量测定收入分配差异程度的指标。Abraham 等人 (2003)<sup>[10]</sup> 首次将基尼系数  $G$  应用到星系形态分类研究中, 用以定量描述一个星系中各像元的流量相对分布情况。如果星系中光度分布是均匀的, 即各个像元处辐射强度完全一样, 则  $G = 0$ ; 随着星系光度分布不均匀性增加,  $G$  也随着增大; 特别是当星系中所有光度都集中在某一个像元处的时候,  $G$  得到最大值 1; 实际的基尼系数介于 0~1 之间。

假设一个星系包含  $n$  个像元, 每个像元处的流量值为  $X_i$ , 基尼系数  $G$  表示这  $n$  个像元处流量之间的绝对差值。  $G$  可以利用以下公式求得:  $G = \sum_i \sum_j |X_i - X_j| / [2\bar{X}n(n-1)]$ , 其中  $\bar{X}$  指星系中所有像元的平均流量。更为高效的计算  $G$  的方法是先将这  $n$  个像元流量值按升序排列, 再利用下面的求和公式得到:  $G = \sum_i [(2i - n - 1)X_i] / [\bar{X}n(n-1)]$ 。由以上定义和计算方法可以发现, 基尼系数  $G$  和聚集度指数  $C$  存在一定的联系: 如果一个星系具有高聚集度指数  $C$ , 意味着星系的大部分光分布在一小部分像元上, 所以星系的  $G$  值也大。但是,  $G$  和  $C$  也存在明显的差别: 具有很高  $C$  值的星系, 其中最亮的像元一般分布在星系中心区域附近, 而具有很高  $G$  值的星系中最亮的像元也有可能分布在星系非中心的区域。另外, 与聚集

度指数  $C$  相比, 基尼系数  $G$  可以用于表征任意形状、任意距离处的星系形态, 而不要求星系有一个明确的中心。这一点非常有利于测量那些遥远的、形状大多是不规则的中等红移和高红移星系的形态, 从而便于将近邻星系与高红移星系进行比较, 研究星系的形成和演化过程。

### 2.3.5 矩指数 $M_{20}$

考虑到星系中最亮区域的二阶矩 (second-moment) 可以描述诸如星系亮核、棒、旋臂及远离中心的星团等形态特征的空间分布, Lotz 等人 (2004) [11] 定义了矩指数  $M_{20}$  (moment index), 即贡献星系 20% 总流量的所有最亮像元的归一化二阶矩, 用于描述星系的形态。假设星系总共有  $n$  个像元, 将星系中的所有像元按流量从最亮 ( $i = 1$ ) 到最暗 ( $i = n$ ) 的进行排序, 然后从最亮的像元 ( $i = 1$ ) 向较暗的像元累积, 如果第  $m$  ( $m < n$ ) 个像元满足  $\sum_{i=1}^m f_i = 0.2f_{\text{tot}}$ , 则  $M_{20}$  由以下公式计算得到:  $M_{20} \equiv \lg(\sum_{i=1}^m M_i/M_{\text{tot}})$ 。其中,  $f_i$  是星系中第  $i$  个像元处的流量,  $f_{\text{tot}}$  是星系中所有像元的总流量,  $M_i = f_i[(x_i - x_c)^2 + (y_i - y_c)^2]$  为星系中第  $i$  个像元的二阶矩,  $x_c$ 、 $y_c$  是星系的中心坐标,  $M_{\text{tot}} = \sum_{i=1}^n M_i$  为星系的总二阶矩。

虽然从定义上看  $M_{20}$  与聚集度指数  $C$  相似, 但他们有两点明显的差异: 首先,  $M_{20}$  更加依赖于星系中明亮区域的空间分布, 其权重因子为  $r^2$ ; 其次,  $C$  是利用孔径测光得到的, 孔径是圆形或椭圆形, 但  $M_{20}$  并不要求星系是圆形或椭圆形对称的, 计算  $M_{20}$  时星系的中心是一个自由参数。这些差异使得  $M_{20}$  比  $C$  对并合特征 (如多个核) 更加敏感。

综上所述, 相对于目视分类系统的人为性和只适合小样本、模型化分类系统需要假设星系光度分布满足一定形式的函数, 非模型化分类系统的优点是: 不需假定星系光度分布, 完全利用计算机自动测量, 适合大星系样本星系形态的研究; 同时, 这些结构参数还与星系的恒星形成历史 (如  $C$ )、星系相互作用 (如  $A$ 、 $M_{20}$ ) 以及小尺度结构 (如  $S$ ) 等相关, 具有丰富的物理内涵, 他们正被广泛应用于不同红移星系的形态分类研究中。

## 3 星系形态分类的进展

近邻的星系的形态呈现出不同的特征, 如椭圆、旋涡、棒旋、不规则等形态, 但星系在宇宙的不同时刻的形态是怎样的, 他们的形态是如何演化的, 星系形态与星系环境有什么关系等, 这些问题现在研究得还不是很多。随着巡天数据的积累和星系形态分类方法的发展, 最近在这些方面的研究也取得了一些重要的进展。

由于近邻星系的观测数据比较丰富, 现在对近邻星系的形态参数的研究比较多。如利用约 350 个近邻星系样本, Bershady 等人 (2000) [40] 研究了星系颜色、面亮度、 $C$  和  $A$  的关系, 发现  $C$  和  $A$  可以有效地区分不同形态的星系, 早型星系比晚型星系具有更红的颜色、更高的聚集度、更高的面亮度和更好的对称性, 星系的聚集度指数和星系的颜色具有很好的相关性。利用 240 个近邻正常星系、极亮红外星系 (ULIRGs)、星暴星系和矮椭圆星系样本, Conselice 等人 (2003) [9] 研究了他们的  $C$ 、 $A$ 、 $S$  参数, 发现不同形态星系的  $C$ 、 $A$ 、 $S$  参数不同,  $C$  揭示了星系过去的恒星形成历史,  $A$  揭示了星系是否存在并合,  $S$  反映了星系现在的恒星形成过程, 这些参数可以用于星系形态分类。Abraham 等人 (2003) [10] 利用 SDSS 数据研究了近邻星系的  $G$ 、 $C$  和星系的平均面亮度  $\langle \mu \rangle$ , 发现  $G$  与  $C$  有较好的相关性 (存在一定的弥散, 弥散由  $\langle \mu \rangle$  引起的), 并且随着  $C$  的增大而增大。Lotz 等人 (2004) [11] 分析

了 148 个近邻的亮星系 (E-Sd)、22 个矮不规则星系和 73 个红移在  $0.05 < z < 0.25$  之间的 ULIRGs 的  $C$ 、 $A$ 、 $S$ 、 $G$  和  $M_{20}$  关系, 发现星系的  $G$ - $M_{20}$ - $C$  有很好的相关性, 晚型星系有更小的  $G$  和  $C$ 、更大的  $M_{20}$ 。Yagi 等人 (2006)<sup>[48]</sup> 研究了 349 个近邻星系的  $C$  和  $A$ , 发现  $C$  和  $A$  可以有效地区分早型星系和晚型星系。利用 22 000 多个星系样本和主成分分析法, Conselice(2006)<sup>[49]</sup> 研究了星系的 14 个主要特性, 发现星系质量、恒星形成和相互作用等特征反映了星系的物理特性, 而这些量刚好与  $C$ 、 $A$ 、 $S$  有关, 所以  $C$ 、 $A$ 、 $S$  不仅可以对星系进行分类, 同时也包含着丰富的物理意义。通过对近邻星系的分析, 我们可以发现  $C$ 、 $A$ 、 $S$ 、 $G$  和  $M_{20}$  这些参数不仅可以用来对星系形态进行分类, 同时还与星系物理特性相关。例如, 早型星系通常具有很大的  $C$  和  $G$  值、很小的  $A$  和  $M_{20}$  及  $S$  值。

研究不同红移处星系的形态, 有助于了解星系形成的物理过程。基于哈勃空间望远镜 (HST) 的高空间分辨率图像 (约  $0''.1$ ) 的星系形态研究表明, 星系在红移  $z \approx 1$  时已经呈现出不同的哈勃形态。利用哈勃深场 (HDF) 数据, van den Bergh 等人 (1996)<sup>[50]</sup> 测量了星系的  $C$  和  $A$ , 发现不规则星系在高红移星系中的比例明显增加, 棒旋星系很少, 而椭圆星系的比例和近邻星系相似。利用约 350 个红移已知的星系的 HST 图像, Brinchmann 等人 (1998)<sup>[51]</sup> 发现: 对于  $0.3 < z < 0.5$ , 不规则星系约占 9%; 而对于  $0.7 < z < 0.9$ , 不规则星系的比例增加到了 32%。利用哈勃极深场 (UDF) 近红外波段数据, Menanteau 等人 (2006)<sup>[52]</sup> 研究了  $0.3 < z < 1.0$  星系的形态, 发现不同形态星系对宇宙中恒星形成率密度 (SFRD) 贡献是不同的, 其中旋涡星系贡献重要, 不规则星系的贡献随着红移增加而增大。利用 CDFS 数据, Dahlen 等人 (2007)<sup>[53]</sup> 分析了不同形态星系对 SFRD 的贡献, 得到了相似的结论。最近, Lotz 等人 (2006)<sup>[54]</sup> 研究了  $z \approx 4$  和  $z \approx 1.5$  恒星形成星系的形态, 发现在这两个红移处星系形态变化不明显; 核球主导的星系约占 30%、强并合星系约占 20%、其他星系约占 50%。Ravindranath 等人 (2006)<sup>[1]</sup> 研究了  $z > 2.5$  的恒星形成星系的形态, 发现其中约有 30% 的星系为早型星系, 约有 40% 的星系为盘星系。通过以上研究, 我们知道星系的形态确实存在演化, 但这些研究大多是针对红移  $z > 2.5$  或红移  $z < 1$  的星系, 很少涉及到红移介于  $1.0 \sim 2.4$  (红移  $1.4 \sim 2.5$  被称作 redshift-desert<sup>[55]</sup>) 的星系, 所以必须加强这一红移范围的星系形态研究, 从而更全面系统地了解星系形态的演化<sup>[56]</sup>。

## 4 讨论与展望

本文比较系统地介绍了星系形态分类的三种不同方法: 目视分类系统、模型化分类系统和最近发展的非模型化分类系统, 重点介绍了非模型化分类系统中 5 个表征星系形态的结构参数: 聚集度指数  $C$ 、非对称指数  $A$ 、簇聚指数  $S$ 、基尼系数  $G$  及矩指数  $M_{20}$  的定义、测量方法及物理意义。目视分类系统利用了星系形态的大量信息, 对星系形态分类比较明确, 但他不够客观 (对于同一星系, 不同分类者可能给出不同形态), 也不适用于大样本星系或高红移星系形态的分类。模型化分类系统克服了目视分类系统的缺点, 但它需要假设星光度分布满足一定的函数形式, 但实际上每个星系的光度分布都不会相同, 所以很难用某个或某些函数来拟合。非模型化分类系统比目视分类及模型化分类系统要更方便、更客观、更有效, 它能定量地测量不同红移处的星系形态, 并能一定程度上反映星系的形成和演化过程, 但除



了基尼系数  $G$  随观测条件变化较小外, 其他 4 个结构参数都在不同程度上受到图像的分辨率及信噪比的影响。另外, 这些结构参数还可能会随着星系的演化而演化, 从而使得基于这些参数的形态类别判据在不同红移处可能不同。

现在对红移  $z < 1$  和  $z > 2.5$  的星系形态的研究已经有很多, 但是对红移介于  $1.0 \sim 2.5$  的星系形态的研究还很少。然而越来越多的证据表明, 星系从早期的不规则形态到现在的不同哈勃形态的变化可能正是在这个红移范围内发生的, 所以这个红移范围内的星系形态的研究极为重要。在未来的工作中, 我们将利用哈勃空间望远镜观测得到的哈勃极深场 (UDF) 的高分辨率星系图像, 定量地测量红移  $z \approx 1$  的极红天体 (Extremely Red Objects, 或 EROs) 的结构参数, 从形态上准确地区分它的两个子类: 由年老星族构成的高红移椭圆星系 (OGs) 和富尘埃的恒星形成星系 (DGs)。关于这两类星系在极红天体中所占的比例一直存在很大的争论, 而它们的分类又直接与星系的形成和演化有关, 所以研究它们的形态分类十分重要。在对 EROs 分类进行仔细研究的基础上, 我们可以进一步研究它们的观测特征和物理特性, 并与更高红移处的星系特性进行比较, 探讨星系之间可能的演化关系, 并与星系形成和演化模型比较以约束模型参数。同时, 我们也将利用 COSMOS 数据, 研究红移  $z \approx 2$  的星系形态。

### 参考文献:

- [1] Ravindranath S, Giavalisco M, Ferguson H, et al. *ApJ*, 2006, 652: 963
- [2] Hubble E. *ApJ*, 1926, 64: 321
- [3] Sandage A. *ARA&A*, 2005, 43: 581
- [4] Stoughton C, Lupton R H, Bernardi M, et al. *AJ*, 2002, 123: 485
- [5] Scoville N, Aussel H, Brusa M, et al. *ArXiv Astrophysics e-prints*, arXiv:astro-ph/0612305 2006
- [6] Abraham R G, Valdes F, Yee H K C, et al. *ApJ*, 1994, 432: 75
- [7] Schade D, Lilly S J, Crampton D, et al. *ApJ*, 1995, 451: L1
- [8] Takamiya M. *ApJS*, 1999, 122: 109
- [9] Conselice C J. *ApJS*, 2003, 147: 1
- [10] Abraham R, van den Bergh S, Nair P. *ApJ*, 2003, 588: 218
- [11] Lotz J M, Primack J, Madau P. *AJ* 2004, 128: 163
- [12] van den Bergh S. *Nature*, 2007, 445: 18
- [13] Hubble E. *The Realm of the Nebulae*. New Haven: Yale University Press, 1936
- [14] Sandage A. *Hubble Atlas of Galaxies*. Washington: Carnegie Institution of Washington, 1961
- [15] Sandage A, Bedke J. *The Carnegie Atlas of Galaxies*. Washington: Carnegie Institution of Washington, 1994
- [16] van den Bergh S. *Galaxy Morphology and Classification*. Cambridge: Cambridge University Press, 1998
- [17] Lahav O, Naim A, Buta R J, et al. *Science*, 1995, 267: 859
- [18] de Vaucouleurs G. *Handbuch der Physik*, 1959, 53: 275
- [19] de Vaucouleurs G. *ApJS*, 1961, 5: 233
- [20] de Vaucouleurs G, de Vaucouleurs A. *Reference Catalogue of Bright Galaxies*. Austin: University of Texas Press, 1964
- [21] de Vaucouleurs G, de Vaucouleurs A, Corwin J R. *Second Reference Catalogue of Bright Galaxies*. Austin: University of Texas Press, 1976
- [22] de Vaucouleurs G, de Vaucouleurs A, Corwin H G, et al. *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*. New York: Springer-Verlag, 1991
- [23] Morgan W W. *APSP*, 1958, 70: 364

- [24] Morgan W W, Mayall N U. APSP, 1957, 69: 291
- [25] Morgan W W, Osterbrock D E. AJ, 1969, 74: 515
- [26] van den Bergh S. ApJ, 1960a, 131: 215
- [27] van den Bergh S. ApJ, 1960b, 131: 558
- [28] de Vaucouleurs G. Annales d'Astrophysique, 1948, 11: 247
- [29] Freeman K C. ApJ, 1970, 160: 811
- [30] Sersic J L. Atlas de galaxias australes. Cordoba, Argentina: Observatorio Astronomico, 1968
- [31] Blanton M R, Hogg D W, Bahcall N A, et al. ApJ, 2003, 594: 186
- [32] Ratnatunga K U, Griffiths R E, Ostrander E J. AJ, 1999, 118: 86
- [33] Peng C Y, Ho L C, Impey C D, et al. AJ, 2002, 124: 266
- [34] Simard L, Willmer C N A, Vogt N P, et al. ApJS, 2002, 142: 1
- [35] Bernardi M, Sheth R K, Nichol R C, et al. AJ, 2005, 129: 61
- [36] Vincent R A, Ryden B S. ApJ, 2005, 623: 137
- [37] Allen P D, Driver S P, Graham A W, et al. MNRAS, 2006, 371: 2
- [38] Sorrentino G, Antonuccio-Delogu V, Rifatto A. A&A, 2006, 460: 673
- [39] Kent S M. ApJS, 1985, 59: 115
- [40] Bershadsky M A, Jangren J A, Conselice C J. AJ, 2000, 119: 2645
- [41] Graham A W, Trujillo I, Caon N. AJ, 2001, 122: 1707
- [42] Abraham R G, Tanvir N R, Santiago B X, et al. MNRAS, 1996, 279: L47
- [43] Conselice C J, Bershadsky M A, Jangren A. ApJ, 2000, 529: 886
- [44] Petrosian V. ApJ, 1976, 209: L1
- [45] Conselice C J. PASP, 1997, 109: 1251
- [46] Isserstedt J, Schindler R. A&A, 1986, 167: 11
- [47] Gini C. Memorie di Metodologia Statistica. Pizetti E, Salvemini T, eds. Rome: Libreria Eredi Virgilio Veschi, 1955
- [48] Yagi M, Nakamura Y, Doi M, et al. MNRAS, 2006, 368: 211
- [49] Conselice C J. MNRAS, 2006, 373: 1389
- [50] van den Bergh S, Abraham R G, Ellis R S, et al. AJ, 1996, 112: 359
- [51] Brinchmann J, Abraham R, Schade D, et al. ApJ, 1998, 499: 112
- [52] Menanteau F, Ford H C, Motta V, et al. AJ, 2006, 131: 208
- [53] Dahlen T, Mobasher B, Dickinson M, et al. ApJ, 2007, 654: 172
- [54] Lotz J M, Madau P, Giavalisco M, et al. ApJ, 2006, 636: 592
- [55] Kong X, Daddi E, Arimoto N, et al. ApJ, 2006, 638: 72
- [56] Genzel R, Tacconi L J, Eisenhauer F, et al. Nature, 2006, 442: 786

## Progress on Galaxy Morphology Classification

WANG Min<sup>1</sup>, KONG Xu<sup>1,2</sup>

(1. Center for Astrophysics, University of Science and Technology of China, Hefei 230026, China; 2. Joint Institute for Galaxy and Cosmology (JOINGC) of SHAO and USTC, China)

**Abstract:** A history of the development of the present morphological galaxy classification system is given, starting with the basic Hubble sequence. Hubble's classification system has proved quite successful and is adequate for most of the nearby, luminous galaxies. However, it does not form a complete system for describing other galaxies such as low surface brightness galaxies, high redshift galaxies, dwarf spheroidals and spirals, etc. Later, de Vaucouleurs and van

den Bergh modified the Hubble classification scheme by adding features such as rings or “s” shapes and the luminosity class etc to it, while Morgan devised a classification system that was even simpler than Hubble’s original scheme by classifying galaxies mainly on the basis of their central concentration of light. Most importantly, de Vaucouleurs extended the prongs of Hubble’s tuning fork with additional classes Sd, Sm and Im. And the Yerkes system successfully provides an adequate description of the morphologies of galaxies in very rich clusters while Hubble’s classification system loses resolution in the cores of them, where almost all galaxies belong to classes E, S0, or SB0. Furthermore, van den Bergh found the strong correlation between absolute luminosity and degree of development of spiral arms: the most luminous galaxies of type Sb have the most strongly developed structure and the degree to which spiral structure is developed in late-type galaxies(Sc spiral and irregular nebulae) is a function of absolute magnitude. Some researchers think that the integrate light ratios between bulge and disk( $B/D$ ) correlates with qualitative Hubble type classifications, which may be computed by fitting the galaxy with a two-component profile, although with significant scatter. In recent years, some studies have devoted to distinguish galaxies in different stages of evolution using only several computationally computed structural indexes: concentration index ( $C$ ), asymmetry index ( $A$ ), clumpiness index ( $S$ ), Gini coefficient ( $G$ ) and the second-order moment of the brightest 20% of the galaxy’s flux( $M_{20}$ ). It is believed that these parameters correlate with the past formation history of a galaxy, star formation, interaction, recent and undergoing merging activity. They are effective to classify all galaxies types in the nearby universe and can be used on high redshift galaxies, too. these morphological classification system of galaxies is reviewed in this paper, their advantages and weaknesses, and recent progress of morphological classification for low-and high-redshift galaxies.

**Key words:** astrophysics; morphology; review; structural parameters; galaxy evolution