

索取号: P157.8/6.345

密级: 一 般

南京師範大學

碩 士 学 位 论 文



星系团成员星系光度 函数及其动力学

作 者: 闫 鹏 飞

院 系: 物理科学与技术学院

指导教师: 袁启荣 副教授

学科专业: 天体物理

答辩日期: 2003 年 5 月

学位论文独创性声明

本人郑重声明：

- 1、坚持以“求实、创新”的科学精神从事研究工作。
- 2、本论文是我个人在导师指导下进行的研究工作和取得的研究成果。
- 3、本论文中除引文外，所有实验、数据和有关材料均是真实的。
- 4、本论文中除引文和致谢的内容外，不包含其他人或其它机构已经发表或撰写过的研究成果。
- 5、其他同志对本研究所做的贡献均已在论文中作了声明并表示了谢意。

作者签名：_____

日 期：_____

学位论文使用授权声明

本人完全了解南京师范大学有关保留、使用学位论文的规定，学校有权保留学位论文并向国家主管部门或其指定机构送交论文的电子版和纸质版；有权将学位论文用于非赢利目的的少量复制并允许论文进入学校图书馆被查阅；有权将学位论文的内容编入有关数据库进行检索；有权将学位论文的标题和摘要汇编出版。保密的学位论文在解密后适用本规定。

作者签名：_____

日 期：_____

星系团成员星系光度函数及其动力学

—对 A2634, A399 和 A401 的光学观测研究

目 录

摘 要	1
Abstract	2
前 言	4
第一章 研究背景	6
§ 1.1 星系光度函数	6
I. 光度函数的定义和数学形式	6
II. 光度函数的研究进展	7
§ 1.2 星系团子结构及其动力学	16
参考文献	18
第二章 研究方法	22
§ 2.1 KMM 算法	22
§ 2.2 K -test	24
§ 2.3 双体模型	26
参考文献	28
第三章 A2634 中心区域成员星系的光度函数	29
§ 3.1 数据	29
§ 3.2 光度函数的拟合	30
I. 拟合函数	30
II. 拟合结果	31
§ 3.3 讨论和结论	33
参考文献	36
第四章 A399 / A401 的动力学分析	37
§ 4.1 数据	37
§ 4.2 星系的成员判定	38
I. 速度的局域化结构	38
II. 团成员的区分	39
§ 4.3 星系团的动力学	43
I. A401 和 A399 的质量估计	43
II. A399 / A401 系统的动力学模型	43
§ 4.4 讨论和结论	45
参考文献	47
第五章 总结与展望	48
致 谢	49

摘 要

为了寻找星系或星系团等宇宙大尺度结构的形成和起源信息,并为已有的或新的星系和星系团的形成和演化理论提供观测依据,本文主要研究了邻近星系团A2634中心区域的198颗成员星系(包含174颗早型星系)在 B 、 V 、 R 三个波段的光度函数以及双星系团系统A399/A401的动力学。

我们首先得到了邻近星系团A2634中心区域的成员星系在 B 、 V 、 R 三个波段的光度函数,并且分别用Schechter函数、Gaussian函数以及它们的线性组合进行了 χ^2 最小拟合。我们将所得到的光度函数与其它研究结果进行了细致的比较,发现A2634中成员星系的光度函数与场星系及其它富星系团存在明显的差异,很可能是由星系团成员星系的形态构成以及本身的环境差异引起的。

近来的X-ray成像观测发现了A399、A401这两个富星系团之间过去有过强烈相互作用的有力证据。基于A399/A401这一天区的最新星系观测数据,我们研究了该双星系团系统的结构和动力学。运用KMM这一混合模型算法,我们将所有星系分配到了两团,分别估算了每个星系团的维里质量,并用 κ -test方法研究了它们的视向速度分布。假定这两个引力束缚的星系团遵循线状轨道,我们运用两体引力模型对该系统的动力学进行分析,得到三个可能的束缚解。近来的X-ray成像观测以及局域速度结构支持这样一种束缚塌缩模型:两星系团的真实空间距离约为 $6.4 h^{-1} \text{Mpc}$,其投影角为 71.5° ,并正以大约 664 km s^{-1} 的相对速度靠近。

另外,本文还对近年来在星系光度函数、星系团子结构及其动力学方面的研究进展进行了简要综述。

关键词: 星系团, 光度函数, κ -检验, 两体模型, 动力学

The Luminosity Function for the member galaxies and the Dynamics of the clusters

—The studies for the optical observations of A2634 , A399 & A401

Abstract

With the expectation of searching for the information about the origin and formation of the large-scale structures in the Universe, such as galaxies and galaxy clusters, and providing observational proof for the previously available or newly proposed theories for the formation and evolution of galaxies or clusters, this thesis mainly concentrates on the luminosity functions (LFs) of 198 member galaxies (including 174 early-type galaxies) in the central region of the nearby cluster of galaxies A2634 in the B 、 V and R bands, and on dynamics of the binary cluster system A399 / A401.

Firstly, the LFs of the member galaxies in the central region of A2634 in the B 、 V and R bands were derived. The Schechter function, Gaussian function and their linear combinations are used in our χ^2 -*minimum* fittings. Comparison with other studies for the LFs of galaxies shows that our LFs differ significantly from the LFs for field galaxies and other rich clusters, which may be due to the differences in morphology composition of the member galaxies and in the environmental effects.

Convincing evidence of a past interaction between two rich clusters A399 and A401 was found by recent X-ray imaging observations. Based on the updated data for the galaxies in the region of A399 / A401, we examined the structure and dynamics of this binary clusters of galaxies. A mixture-modeling algorithm called the KMM algorithm has been applied to obtain a robust partition into two clusters, which allows us to take a virial estimate of the mass and deblend the velocity distribution for each cluster using the κ -test. Assuming that these two clusters follow a linear two-body orbit, we analyzed this system with the two-body gravitational model, As a result, three bound solutions were derived. The X-ray imaging observation and the localized velocity structure favor such a bound-incoming model that these two clusters, with a

true spatial separation of about $6.4 h^{-1} \text{Mpc}$, are moving together with a relative velocity of $\sim 664 \text{ km s}^{-1}$ along the direction with a projection angle of 71.5° .

Additionally, the recent progress on the LFs of galaxies, substructures and dynamics of galaxy clusters is also briefly reviewed.

Key words : cluster of galaxies, luminosity function, \mathcal{K} -test, dynamics,
two-body model

前 言

星系团是由上百乃至上千个星系组成的宇宙中最大的自引力束缚系统，是宇宙大尺度结构的重要示踪物，也是星系和星系、星系和环境之间相互作用的重要场所，因而常被视为河外天文学和宇宙学研究的“实验室”。20 世纪 70 年代以来，星系团受到天体物理学家们与日俱增的关注。其中，对星系团中成员星系的光度函数以及星系团系统动力学的研究就是星系团研究中的两个重要方面。

随着科技的发展和探测设备的更新，人们的观测范围和观测深度也随之提高，星系团的观测数据（包括星系在天空中的位置、光学测光、X-ray 图像及其视向速度等信息）更加精确和完备。这无疑给人们研究星系光度函数和星系团的动力学带来很大的方便，使得人们在这些方面的认识也越来越深入。

研究星系团中成员星系的光度函数为星系在强引力环境中的形成和演化理论提出了强烈的观测制约。近些年来，借助于大规模的红移巡天，如 2dF (the 2dF Galaxy Redshift Survey, 2dFGRS) 和 Sloan 巡天 (the Sloan Digital Sky Survey; SDSS) 等，人们在星系光度函数研究方面取得了很大的进展。大量的研究表明，环境效应对有些星系团的光度函数的作用是显著的，并且不同形态或光谱类型的星系在不同星等处对光度函数的贡献也不同。总之，星系光度函数与星系的形态类型、光谱类型和其所处的引力环境关系密切。

根据冷暗物质模型 (CDM model)，宇宙中的大尺度结构是由小尺度结构逐渐聚集、并合而成。所以，大尺度的星系团结构是由小尺度的星系群（或子星系团）在引力相互作用下逐渐演化而成的。对星系团的子结构特征及其动力学演化的分析，可以帮助我们了解星系在高密环境下的形成和演化。

本文第一章主要是对星系光度函数以及星系团动力学研究的背景知识和研究进展进行了简要的综述。第二章介绍了与我们的后继研究相关的研究方法。接下来的第三、四章是我们的主要工作，分别研究了：(1) A2634 中心区域 198 颗成员星系（包含 174 颗早型星系）在 B 、 V 、 R 三个波段的光度函数；(2) 双星系团系统 A399 / A401 的动力学。第五章是总结和展望。

我们的主要研究工作如下：

I. A2634 中心区域成员星系的光度函数

我们首先由 BATC (Beijing-Arizona-Taipei-Connecticut) 多色测光巡天覆盖的邻近星系团 A2634 中心区域中的 198 颗成员星系 (其中包含 174 颗早型星系) 在 d 、 c 、 e 、 g 、 f 、 h 、 i 七个波段的视星等, 通过不同波段视星等之间的转换公式, 得到这些星系的 B 、 V 、 R 星等。为了便于将所得的光度函数与其它研究结果作比较, 我们分别得到在假定哈勃常数 $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ 和 $H_0 = 65 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ 这两种情况下成员星系在 B 、 V 、 R 三波段的绝对星等值。

我们选用 Schechter 函数、Gaussian 函数以及它们的线性组合对观测得到的光度函数用 χ^2 最小法进行了拟合分析, 并且与其它研究结果进行了细致的比较。同时, 我们还对研究结果和研究方法的局限性进行了讨论。

这部分研究工作已于 2003 年 6 月发表在南京师范大学学报 (自然科学版)。

II. A399/A401 的动力学分析

A399 和 A401 是邻近的星系团, 很长一段时间以来就被认为是一对星系团, 并且可能已经有了相互作用历史。近年来的 X-ray 成像观测发现了这两个富星系团之间有过强烈相互作用的迹象。研究两星系团成员星系的动力学, 对探求该系统由强烈相互作用导致的光学不规则性 (optical anomalies) 是很有意义的。

我们的研究基于美国的河外星系数据库 (NED; NASA/IPAC Extragalactic Database) 中关于 A399 / A401 这一天区的星系观测数据。在该星系团系统中心位置邻近 100 角分天区范围内, 我们发现 215 颗星系的视向速度处于 $18,000 \text{ km s}^{-1} < cz < 25,000 \text{ km s}^{-1}$ 这个范围内。我们运用 κ -test 方法探索了这 215 颗星系视向速度分布的局域变化, 并根据其整体空间分布和面密度等强度图, 发现这些星系很明显的分成了两团。接着, 我们通过 KMM 算法来区分星系, 最后得到分别有 88 / 127 颗星系属于 A399 / A401。基于上述成员判定结果, 我们估算了两星系团的维里质量, 然后运用两体引力模型研究这一系统的动力学状态, 得到了该系统在束缚条件下的两个塌缩解以及一个膨胀解。

经过细致的分析讨论, 我们首选的动力学模型为一种束缚塌缩模型。同时, 我们也对所得结果以及研究方法的局限性进行了分析。

这部分工作已经投稿, 在审阅中。

第一章 研究背景

§ 1.1 星系光度函数

I. 光度函数的定义和数学形式

星系光度函数 $\phi(L)$ 是星系物理研究中的一个重要参量，它是指在单位体积单位光度范围内的星系数目。若在体积 δV 内、光度处在 L 到 $L + \delta L$ 范围内的星系数目为 δN ，则星系光度函数可表示为

$$\phi(L) = \frac{\delta N}{\delta L \delta V}$$

对于一个富星系团而言，与光度函数相关的一个量是星系团的光度密度 $n(L)$ ，它的定义是 $n(L) = dN/dL$ ， $n(L)dL$ 表示了星系团中光度介于 L 至 $L + dL$ 之间的星系数。在某一体积内对光度函数 $\phi(L)$ 积分，可得光度大于 L 的星系数 $N(L)$ ，即

$$N(>L) = \int_L^{\infty} \phi(L') dL'$$

在实际研究中，我们通常用绝对星等来表示星系的光度。以绝对星等为自变量的光度函数 $\phi(M)$ 与上述定义的 $\phi(L)$ 之间的关系是：

$$\phi(M) dM = \phi(L) dL$$

通常用于拟合星系光度函数的有如下四种函数：

(1) Zwicky^[1]提出的：

$$N(\leq m) = K (10^{0.2(m-m_1)} - 1)$$

(2) Abell^[2]提出的：

$$\log_{10} N(\leq m) = \begin{cases} K_1 + s_1 m & m \leq m^* \\ K_2 + s_2 m & m > m^* \end{cases}$$

(3) Sandage等^[3]提出的Gaussian函数：

$$\phi(M) = \phi^* \exp\left[-\frac{(M - \mu)^2}{(2\sigma^2)}\right]$$

其中， μ 和 σ 分别是光度函数的平均星等值及其标准差。

(4) Schechter^[4]提出的：

$$n(L) dL = N^* (L/L^*)^{-\alpha} \exp(-L/L^*) d(L/L^*)$$

由于Schechter函数具有连续性、解析性，又确是一个真正的统计分布函数，从而为多数研究者所采用。该函数中的 L^* 是某种特征光度， N^* 是星系数的某种典型值， α 是光度函数暗端的陡度。 N^* 、 α 和 L^* 可以从对星系光度的实际分布的拟合中得到。

上述公式也可以表示为：

$$\phi(M) = \phi^* 10^{0.4(\alpha+1)(M^*-M)} \exp[-10^{0.4(M^*-M)}]$$

影响星系光度函数的物理机制是非常复杂的。不过，星系光度函数作为一个可直接观测的量，为我们提供了一种受欢迎的理论与观测相比较的方法。

II. 光度函数的研究进展

星系团是由上百乃至上千个星系组成的宇宙中最大的自引力束缚系统，是宇宙大尺度结构的重要示踪物，也是星系和环境相互作用及经历各种演化过程的重要场所，因而常被视为河外天文学和宇宙学研究的“实验室”。20世纪70年代以来，星系团受到天体物理学家们与日俱增的关注。其中，星系团的形成和演化引起了人们广泛的研究兴趣，而对星系团中成员星系的光度函数的研究又是其中的一个重要方面，它对于研究分析团星系在强引力环境中的形成和演化理论提出了强烈的观测制约。近来的研究表明，环境效应对有些星系团的光度函数的作用也是显著的。

近三十年来，人们对许多不同波段且不同环境下的光度函数进行了研究。Schechter光度函数已经成为描述星系空间密度的标准表达式。它有自己的优点也有不足之处。其优点在于：(1) 它与起始质量扰动增长的基本理论相关联^[5]；(2) 它的简洁性(共三个参数：特征光度 L^* 或 M^* ；归一化常数 N^* 或 ϕ^* ；暗端陡度 α)；(3) 光度—密度关系的简单关联（最终是通过质光比到星系的物质密度）。其不足之处是：三个参数是相关的，而且严重依赖于光度函数的“转折”区域，以及在暗光度处该函数不能够反映出与一个简单的幂律形式的偏差程度。

一般说来，光度函数随着绝对星等的增加而平稳地下降，其斜率的陡度会在特征星等处明显的增加，而在暗星等处又会逐渐的抬升。并且大量的研究表明，不同形态类型的星系在不同星等处对光度函数的贡献也是不同的。在亮星等处，在星系团中大部分星系是巨椭圆星系，而在场中它们是巨晚型星系；在暗点的星等处，星系团中大部分星系是类似球状的矮星系，在场中，它们或是类似球状的

矮星系或是矮旋涡星系和不规则星系。不同形态类型的星系具有不同的尺度缩放规律，并且它们位于特征平面参数关系图的不同部分^[6,7]，这就说明造就它们光度的不同物理过程在起作用。然而，不同类型星系的光度函数之间会有些重合，特别是不规则的矮星系和类球状矮星系。

近些年来，随着探测设备的发展和更新，人们的观测范围和观测深度也随之加大。借助于大规模的红移巡天，如2dF（the 2dF Galaxy Redshift Survey，2dFGRS）和Sloan巡天（the Sloan Digital Sky Survey; SDSS）等，人们在光度函数研究方面取得了很大的进展。Norberg等^[8]从2dFGRS中取了110,500个星系样本来估量*b_j*波段的光度函数，Blanton等^[9]从SDSS中选取了147,986个星系样本来研究*r*波段的光度函数。如果星系样本足够大，我们可以按不同的引力环境和星系形态类型分成子样本加以研究。基于2dFGRS，Madgwick等^[10]估算了不同光谱类型的星系光度函数；同样，基于SDSS，Nakamura等^[11]对不同星系形态的光度函数进行了研究；Gómez等^[12]研究了不同环境下的星系恒星形成。

1. 与引力环境的关系

(1) 场星系光度函数

近来有不少关于场星系光度函数的研究是基于SDSS^[13]和2dFGRS^[14]这两个比较综合全面的星系样本。图1^[15]给出的是近来得到的八个*b*，*B*，*g*和*V*波段的光度函数转化成共同的*B*波段光度函数（见文[15]）。

运用这些数据，得到的用于拟合光度函数的Schechter函数参数及其误差为：

$$M^* - 5 \log h_{0.68} = -20.47 \pm 0.2, \quad \alpha = -1.1 \pm 0.1,$$

$$\phi^* = (0.006 \pm 0.001) h_{0.68}^3 / \text{Mpc}^3.$$

从图中可以明显看出，几种观测在光度函数亮端符合得较好，但在暗端部分的差异就很大，这是由各种观测的系统误差造成的。最有可能的就是一些暗星系在观测中被遗漏，造成统计样本的不完备，从而对参数 α 的约束不够^[23]。

与团星系光度函数相比，场星系光度函数所覆盖的绝对星等范围是很有限的。为了说明这一点，图2^[15]列出了2dF星系红移巡天（2dFGRS）的星系光度分布^[24]。该样本包括221,233颗星系，其中仅有9,398颗星系的光度暗于 $0.1L^*$ 。考虑到该巡天样本数据8%的不完整性，该光度分布在一个适当有限的范围内

($-22 \leq M_{b_j} - 5 \log h_{0.68} \leq -17$) 可以认为是相当可靠的。有限的光度范围不利于直接地约束光度函数的 α 值, 从而严重限制了场星系和团星系光度函数的对比分析。

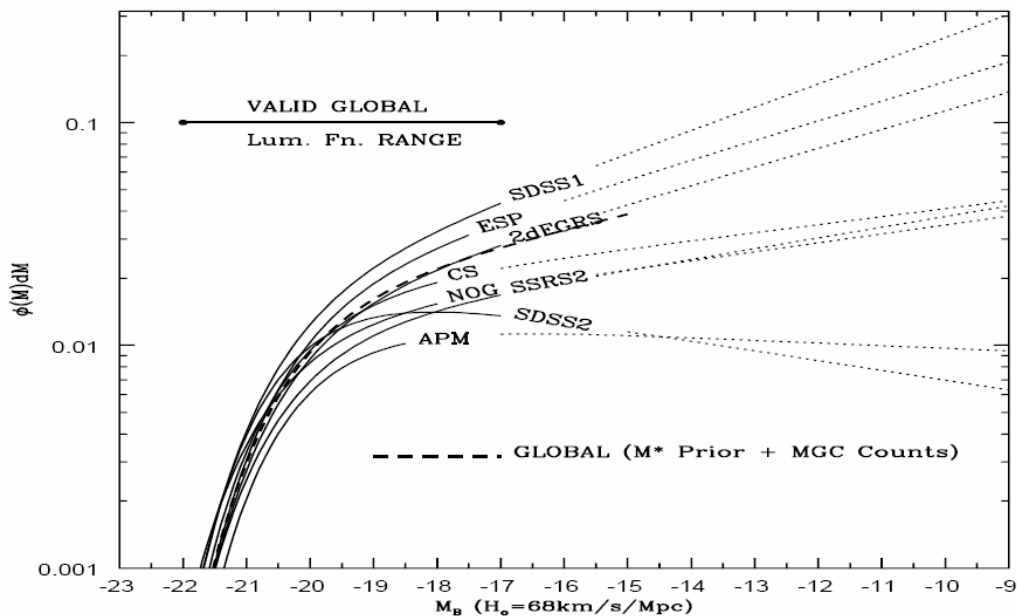


Fig 1. The recently published blue-band Schechter functions transformed to the standard Johnson B system. Surveys shown are: APM^[17]; ESP^[18]; SSRS2^[19]; NOG^[20]; SDSS1^[13]; CS^[21]; 2dFGRS^[22]; SDSS2^[9].

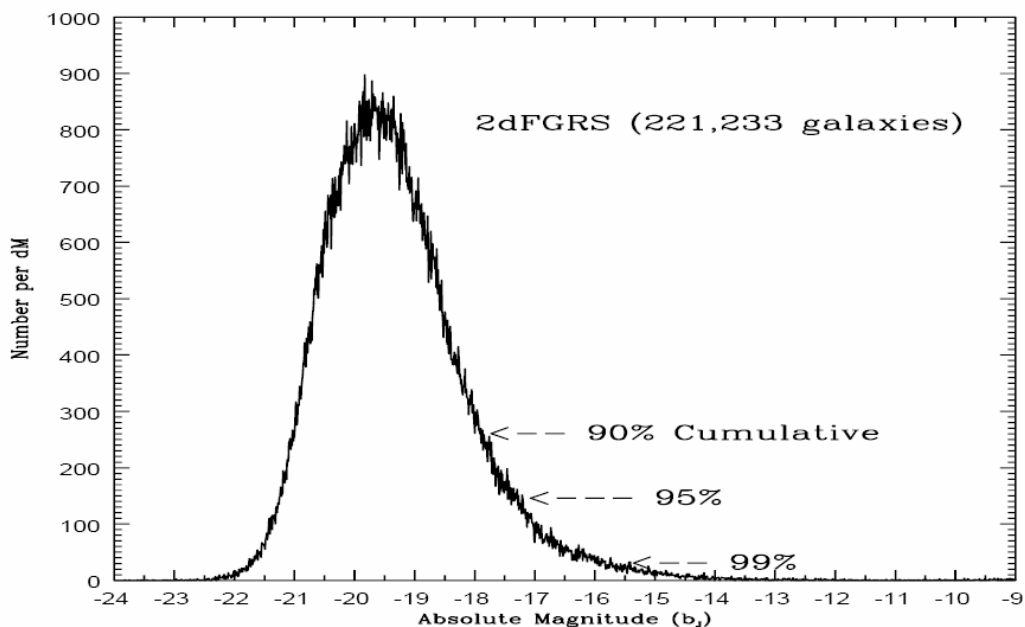


Figure 2. The observed absolute magnitude distribution for the two-degree field galaxy redshift survey. Given an incompleteness of 8%, we cannot reliably constrain the luminosity distribution fainter than $M \approx -17$.

(2) 本星系群和团星系光度函数

图3^[15]给出了本星系群、Local Spere、Virgo、Fornax和Coma等星系团(群)的光度函数的最新结果。图3右半部分是Schechter函数运用 χ^2 最小法得到的1-、2-和3- σ 误差椭圆,其中右侧的参数是通过拟合所有可以利用的数据得到的,左侧的图形是通过拟合场星系所在的星等范围内的数据而得到的。Driver等^[15]认为这些星系团(群)的光度函数与场星系的基本吻合,这和其它多数的研究结论不一致。

Coma团的红移值 $z = 0.023$,是临近最富的星系团,提供了研究各种不同类型星系演化的场所。近来有不少关于Coma星系团光度函数的研究,并得出了一些引人瞩目甚至有争议的结果。在最大尺度上,Beijersbergen等^[33]将得到的5.2平方度巡天星系样本除去背景星系后,得到整体星系光度函数的特征星等 $M^* = -19.0 + 5 \log h_{0.68}$ 。Mobasher等^[36]运用DSS (the Deep Spectroscopic Survey)和SSS (the Shallow Spectroscopic Survey)数据样本得到了星系在B、R两波段的光度函数。研究发现,R波段的光度函数在Coma团中心(高密度)和外部(中低密度)区域是相似的,并与近来关于场星系光度函数的研究^[13,14,22]相近。他们得到的B波段光度函数(见图4^[36])的特征星等为 $M^* = -19.95 + 5 \log h_{0.65}$,与Beijersbergen等的结果相差较大。另外,Mobasher等人得到的光度函数暗端的斜率陡度($\alpha = -0.96$)要比Beijersbergen等得到的($\alpha = -1.37$)平坦得多。

关于Coma团的光度函数研究还有很多,大多数样本是在小天区范围内获得的,如Trentham^[34]及Andreon等^[35]研究了星系团中心区域的星系光度函数,发现了与大范围研究结果不是很一致。Biniano等^[37]运用Coma团中心区域 48×25 平方角分范围内通过光谱确认的205个星系样本,发现仅是单独的一个Schechter函数并不能够充分拟合所得到的星系光度函数,而用Schechter和Gaussian函数的组合来拟合的效果更佳。

不同星系团的光度函数是否相同?研究者对这一问题的回答明显分为两大“阵营”:一些人在其它星系团的光度函数研究中也发现了与Coma团相似的特征(如Paolillo等^[38]),而另外一些人发现了不同星系团的光度函数之间存在明显的差异(如Garilli等^[39],Goto等^[40])。

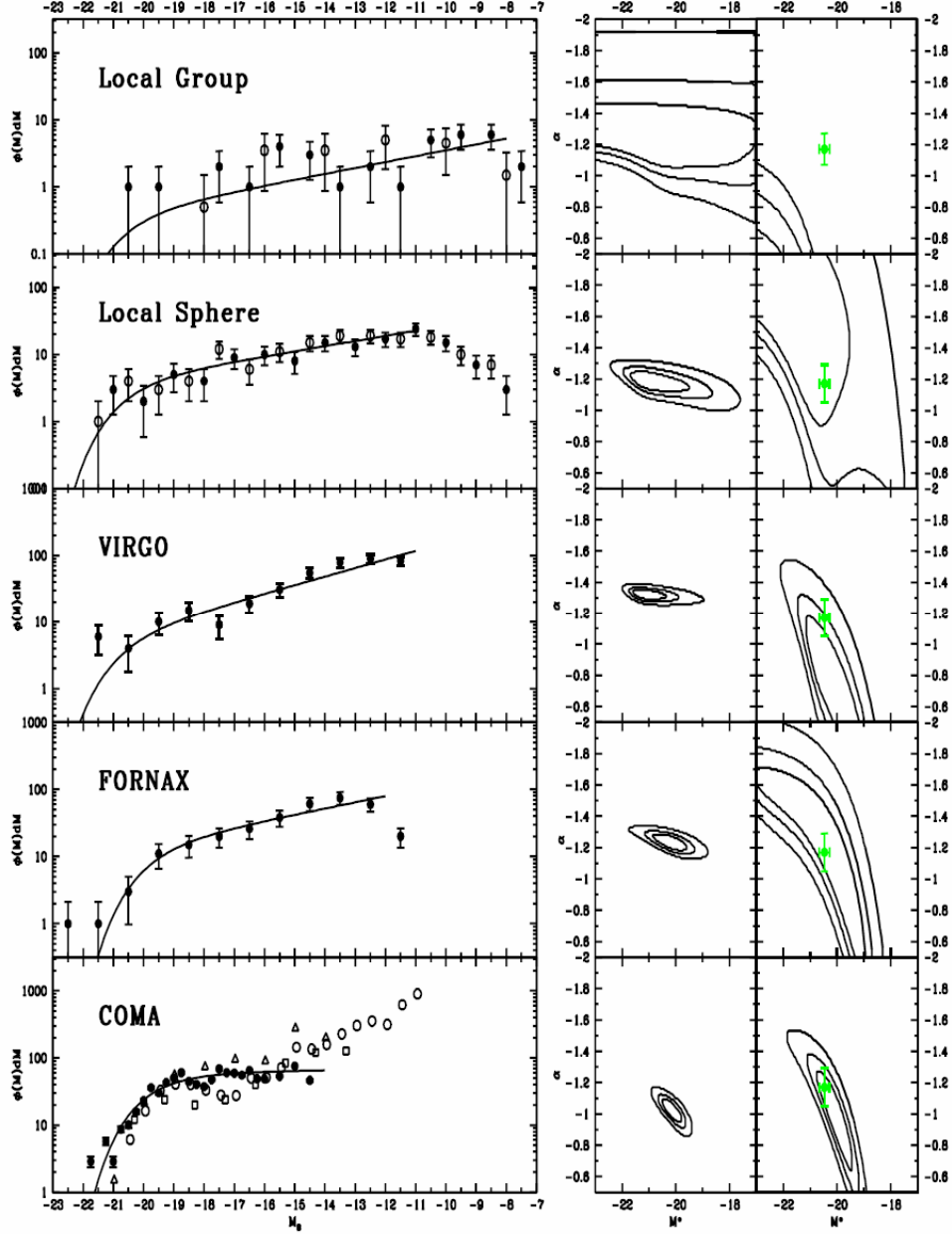


Figure 3. The nearby group and cluster luminosity functions (left) and 1-, 2- and 3- σ error ellipses for a Schechter function fit to either the full luminosity range ($-22 < M < \text{various}$, middle) or the range comparable to the field range ($-22 < M - 5\log h < -17$, right), all fits are to the solid data points. Local group data: Pritchet & van den Bergh 1999^[25] (solid); Mateo 1998^[26] (open), Local sphere data: Jerjen, Binggeli, Freeman 2000^[27] (solid); Karachtenseva et al 2002^[28] (open), Virgo data: Trentham & Hodgkin 2001^[29] (solid); Fornax data: Ferguson 1989^[30] + Deady et al 2002^[31] (solid); Coma data: Mobasher et al 2003^[32] (solid); Beijersbergen et al 2002^[33] (open triangles), Trentham 1998^[34] (open circles) and Andreon & Culliandre 2002^[35] (open squares). The solid line shows, in each case, the optimal Schechter function fit over the full range of data. The data point and errorbars on the right most panels shows the location of the adopted global luminosity function.

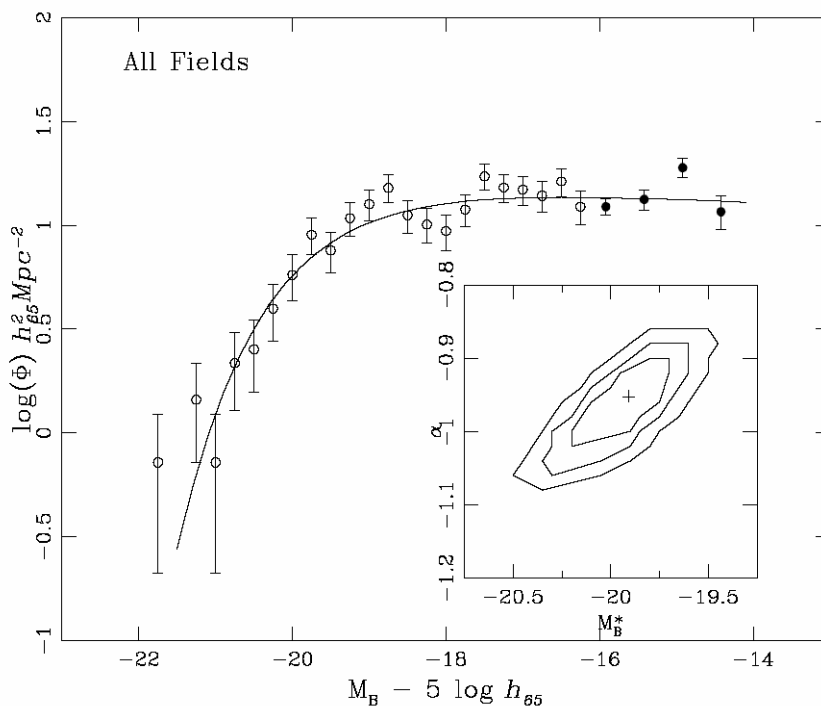


Figure 4. Total B-band LF, covering an area of 1° radius of the Coma cluster. Combined sample from the SSS (open circles) and DSS (filled circles) are used. Schechter LF fit is also presented. M_B^* and α error countours at 1,2 and 3σ levels are also shown..

(3) 2dF红移巡天的团星系和场星系光度函数

研究环境对光度函数的影响必须依靠来自同一光谱测量系统的星系样本。2dFGRS 就提供了这样一种机会^[41]。2dFGRS 是一个极限星等大约是 $b_j = 19.45$ 的星系红移观测，且具有 92% 的完整性。这个观测的平均红移值是 $z \sim 0.12$ ，包括了 60 个很好的临近富星系团样本^[42]。完整的分析细节已在文[41]中给出，图 5^[41] 给出了得到的场星系（实线）和整体团星系（空圆圈）的合成光度函数（带有误差椭圆）。注意，场星系和整体团星系光度函数分别是基于 ~ 7500 和 4186 个光谱确认的星系得到的。

另外，De Propris 还将 60 个星系团样本按照星系团的富度、速度弥散、星系所处的位置（团内部或外围）等不同标准分成不同的子样本进行了研究。研究发现，团星系光度函数在一个很大的富度范围内没有明显的差异；但是，星系团中心区域与外部区域的光度函数是不同的，可能是由于中心区域具有额外多的亮星系。他们在研究处于团内部的星系光度函数时发现了与 Coma 团中心区域的光度函数相似的特征，用单一的 Schechter 函数来拟合不是很理想。

他们还发现富星系团和场中的星系光度函数并没有显著的差异,而另外一些研究却不这样认为。如 Phillipps等^[43]得到的结论是,富星系团比场中的星系光度函数在其暗端要陡峭的多。更近一些的研究,如Trentham等^[29]认为,星系光度函数的暗端随着引力环境的不同而发生变化,从小的、弥散的系统(如本星系群)到巨大的、密集的系统(如Coma星系团),其陡度是渐增的。

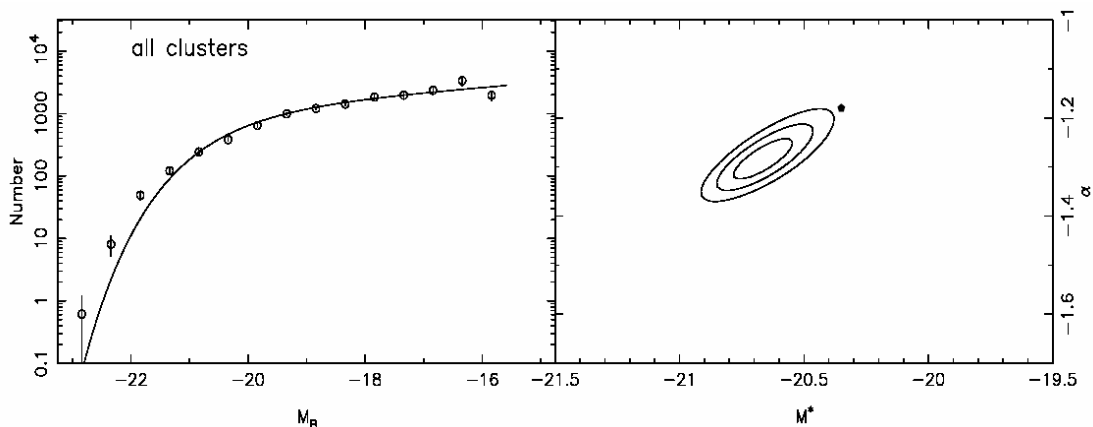


Figure 5. The global (solid line) and composition cluster LF (open circles) from within the 2dFGRS survey (left) along with the appropriate errors (right). Once again we find that the field and cluster LFs are in statistical agreement.

2. 与星系形态类型的关系

星系光度函数不仅可能跟星系所处的环境有关,还可能依赖于不同的星系形态类型。为此,科学工作者也做了不少的研究工作。不过,对依赖于星系形态(MD; morphology-dependent)的光度函数研究受瞩目的程度要比借助于近期获得的星系大样本在整体光度函数方面所取得的实质性进展低的多^[44,13]。

Nakamura等^[11]运用1,482个SDSS星系样本在 $-23 < M_r^* < -18$ 的绝对星等范围内研究了 r^* 波段光度函数对星系形态的依赖情况。他们利用视觉分类法将所有星系分成了三组类型 T : $0 \leq T \leq 1.0$ (E-S0), $1.5 \leq T \leq 3$ (S0 / a-Sb), $3.5 \leq T \leq 5$ (Sbc-Sd)。接着分别用最大似然法 (ML ; maximum-likelihood)^[45]和渐进式最大似然法 (SWML; step-wise maximum-likelihood)^[46]来计算Schechter光度函数。图6^[11]给出了运用ML方法拟合得到的不同形态类型星系的光度函数参数 $\alpha - M^*$ 的1-, 2- σ 误差椭圆。研究表明:各种不同形态类型的星系光度函数的形状差别很小;虽然与整体样本相比,早型星系在光度函数的暗端表现出轻微的下降,但在暗于特征星等至少2个星等处,并没有看到急剧下降的迹象。早型星系(椭圆星系和S0星系)在 r^* 波段的特征星等要比旋涡星系的亮0.45个星等,这一

差异与Tammann等^[47]发现的 B 波段的普适特征光度相一致。另外，椭圆星系具有浅的暗端陡度 $\alpha = -0.83 \pm 0.26$ ，晚型的旋涡星系Sc、Sd也是具有浅的暗端陡度 $\alpha = -0.71 \pm 0.26$ ，但是Sa、Sb具有 $\alpha = -1.15 \pm 0.26$ ，不规则星系 (Im) 有陡峭的暗端陡度。因此，早型星系的暗端陡度小些，而晚型星系的陡度较大，这个结果于Marzke等^[48]得到的结果基本相符。Nakamura等通过比较不同形态类型的星系光度函数，得到一个重要结论就是：光度函数对哈勃星系类型的依赖性并不是很强。

Driver等^[49]研究分析了富星系团A868 ($z = 0.153$) 中星族的不同形态类型的光度函数。发现早型 (E / S0)、中型 (Sabc) 和晚型 (Sd / Irr) 的星系光度函数与基于SDSS-EDR (SDSS—Early Data Release)^[11]分析的场星系中的形态光度函数相吻合。

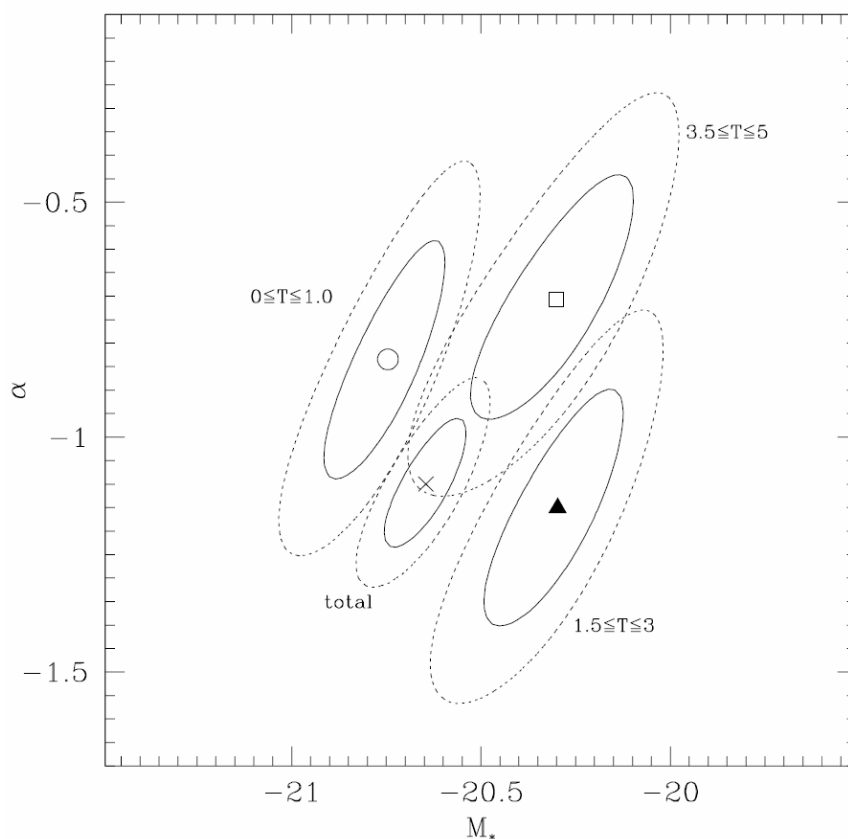


Figure 6. Error contours (solid curve for 1 sigma, dotted curve for 2 sigma) of the parameters of the Schechter functions for the ML fits in the r^* band for the total sample and three types, E-S0, S0a-Sb, and Sbc-Sd from visual classifications. The unit of the abscissa assumes $h = 1$.

研究星系光度函数对形态类型的依赖性，应该首先排除引力环境对光度函数的影响。De Propris等^[41]将星系团中的星系按照Madgwick等^[10]的方法将样本按光

谱类型（早型，中间的和晚型的）分成三个子样本，并分别估算了其光度函数（见图7^[41]）。他们发现，早型团星系的光度函数与场星系类似，具有较亮的特征星等和较浅的暗端陡度。尽管星系团中和场中晚型星系的光度函数相似，但星系团中早型星系的光度函数要比场中的亮些，暗端陡度要深些。星系团和场中不同光谱类型的星系光度函数的差异可定性的解释为：稠密的团环境对星系中恒星形成活动的抑制，同时通过吞并造就了最亮的早型星系。

Hütsi等^[50]计算得到了SDSS-EDR和LCRS（the Las Campanas Redshift Survey）样本的星系光度函数。他们发现，Schechter光度函数的参数与星系的宇宙学距离以及环境的密度等相关。对光度函数影响最大的是环境密度：在高密度区域最亮的星系要比低密度区域的星系亮1.7个星等。

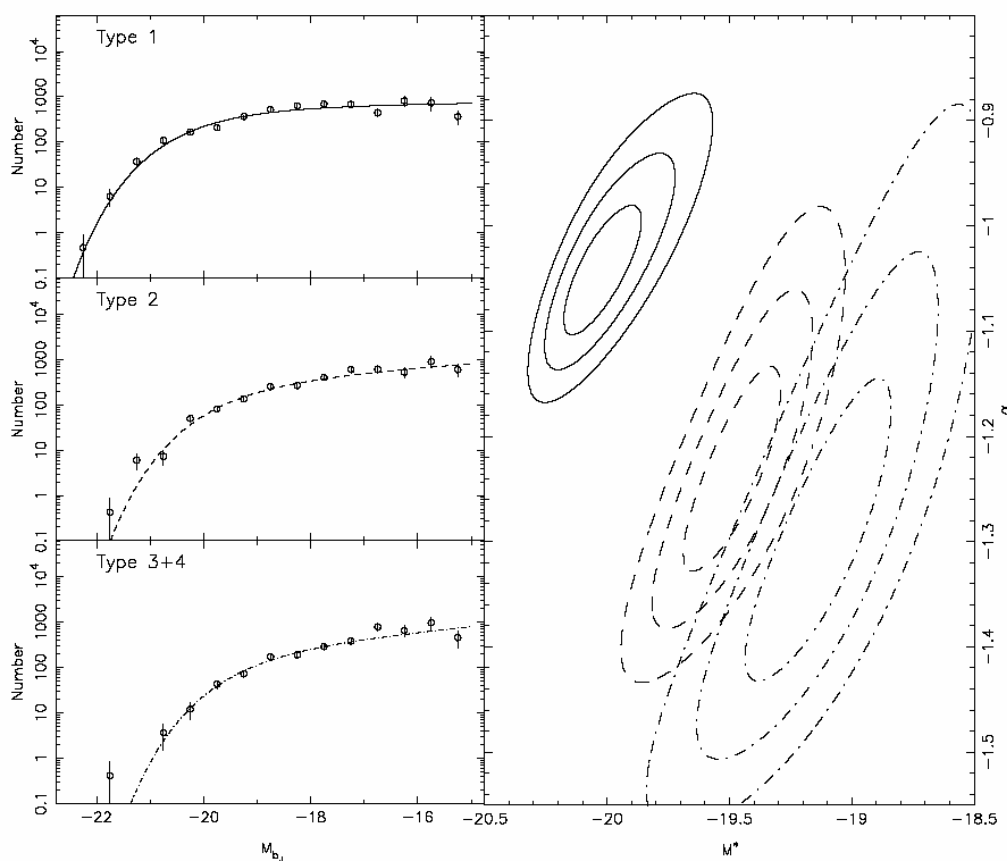


Figure 7. Left panels: Luminosity functions for type 1 (early), 2 (intermediate) and 3+4 (late) galaxies (as identified in the panel legends), together with their best-fitting Schechter functions. Right panel: 1, 2 and 3 σ error contours for the Schechter function fits (with the same line styles as in the lefthand panels).

Cuesta-Bolao 等^[51]计算了 UZC（the Updated Zwicky Catalog）中临近亮星系

的光度函数，并分析了其对星系形态类型和环境的依赖情况。他们的研究表明，光度函数对星系的形态类型有明显的依赖性，不同形态类型的星系光度函数的形状存在明显差异，而且不同环境下同一种类型的星系光度函数也存在明显差异。

综上所述，星系的光度函数还是跟星系形态类型、光谱类型及其所处的引力环境密切相关，Schechter函数可能也不是普适的。

§ 1.2 星系团子结构及其动力学

星系团是宇宙中最大的引力束缚系统。根据冷暗物质模型（Cold Dark Matter model），宇宙中的大尺度结构是由小尺度结构逐渐聚集、并合而成。所以，大尺度的星系团结构是由小尺度的星系群（或子星系团）在引力相互作用下逐渐演化而成的。最近的X-ray成像观测（如 XMM-Newton, Chandra, ROSAT 等）发现了大量的星系团（群）并合的直接证据^[52]。另外，我们可以通过N体数值模拟重现这种大尺度结构的形成历史^[53,54]。

近年来对邻近星系团的红移观测日渐深入，我们获得了大量的星系团中成员星系的动力学数据。对这些星系团的子结构特征及其动力学演化的分析，不仅可以给宇宙模型、宇宙大尺度结构形成理论提供有力的观测制约^[55]，而且可以帮助我们了解星系在高密环境下的形成和演化。

作为星系团动力学研究的一部分，近二十多年来，人们在对星系团和星系群中子结构的探索方面进行了大量的研究工作。子结构的研究对宇宙大尺度的演化模型提供了重要的制约。例如，在某一演化时刻所探测到的一个星系团中存在的子结构数目可用来估算宇宙的平均密度^[56]。星系团中子结构的存在最初是由 Baier^[57]从光学数据中注意到的，并由 Geller 和 Beers^[58]首次进行了详尽的研究。这种小尺度的结构可能提供给我们关于星系团系统的属性及其动力学方面的信息，这对结构形成理论具有重要的研究参考价值。然而，子结构的确认常常受到以下因素的影响：所采用的子结构的定义、不同的研究方法、用于检验星系空间分布的尺度。

研究子结构的方法有很多，例如：星系团内的子星系群速度统计法^[59]；通过发现 cD 星系相对主星系团的速度偏离来证认子结构^[60]；分等级树型算法（hierarchical tree algorithm）^[61]和小波分析法（wavelet analysis）^[62]。

结合对星系团和气体的光学和 X-ray 观测，可以为星系团动力学研究提供

最有力的约束^[63,64]；这些动力学约束为结构形成模型提供了严格的检验^[65]。标准的结构形成模型预言了不同系统质量的演化历史之间的差异^[66]，所以我们对贫星系团的演化进行量化的同时，还要对富星系团进行研究。

Oegerle和Hill^[67]基于他们获得的红移数据^[68]，对七个富星系团A193, A399, A401, A1795, A1809, A2063和A2124的动力学进行了研究。他们研究了这些星系团的速度分布，并用“ δ -test”的统计方法^[59]搜索其中的子团。他们还对A399 / A401和A2063 / MKW3S系统进行了两体模型（two-body model）（参见本文第二章）分析，研究表明A399 / A401是一对引力束缚的星系团，而A2063 / MKW3S很可能是非束缚的系统。

Drinkwater等^[69]对Fornax团进行了动力学分析。他们用“ κ -test”^[70]找出整个样本（共108颗星系）中的速度子结构，结果表明有明显的子结构存在。接着，他们用KMM混合模型算法（参见本文第二章）区分主团和子团，并尝试用两体模型来计算子团的运动情况，从而得到可能的束缚解。

Yanbin Yang等^[71]运用BATC（Beijing- Arizona- Taiwan-Connecticut）多色测光系统对A168进行了大视场多色测光研究。他们首先将A168平分成了两部分A168N（the north subcluster）和A168S（the south subcluster）；接着用K-S检验对这两个子团的速度分布进行了分析，发现它们有94%的可能性是来自于不同分布。运用两体模型发现这两个子团有92%的可能性是引力束缚系统。

对存在子结构的星系团的观测表明，这些系统在动力学演化方面依然是年轻的，并且有正在合并的迹象^[72]。最好的研究例子是A2256^[73]和Coma团^[74]，前者的X-ray波段观测发现在靠近团中心的地方有一个小团，后者发现有许多的子结构存在。

参考文献:

- [1] Zwicky F., *Morphological Astronomy*. Berlin: Springer—Verlag, 1957.
- [2] Abell G. O., *Clusters of Galaxies*. In: Sandage A, Sandage M, Kristian J, eds. *Galaxies and the Universe*, Chicago: University of Chicago Press, 1975, 601~645.
- [3] Sandage A. , Binggeli B. & Tammann G., *Studies of the Virgo Cluster-Part Five-Luminosity Functions of Virgo Cluster Galaxies* . 1985, *AJ*, 90, 1759.
- [4] Schechter P. L., *An Analytic Expression for the Luminosity Function for Galaxies*. 1976, *ApJ*, 203, 297.
- [5] Press and Schechter, *Formation of Galaxies and Clusters of Galaxies by Self-Similar Gravitational Condensation*. 1974, *ApJ*, 187, 425.
- [6] Kormendy J., *Families of ellipsoidal stellar systems and the formation of dwarf elliptical galaxies*. 1985, *ApJ*, 295, 73.
- [7] Kormendy J., 1985, in Faber S. M. ed., *Nearly Normal Galaxies*. Springer—Verlag , New York , p.163.
- [8] Norberg P., et al, *The 2dF Galaxy Redshift Survey: the b_J -band galaxy luminosity function and survey selection function*. 2002b, *MNRAS*, 336, 907.
- [9] Blanton M. R., et al, *The Galaxy Luminosity Function and Luminosity Density at Redshift $z = 0.1$* . 2003, *ApJ*, 592, 819.
- [10] Madgwick D. S., et al, *The 2dF Galaxy Redshift Survey: galaxy luminosity functions per spectral type*. 2002, *MNRAS*, 333, 133.
- [11] Nakamura O., et al, *The Luminosity Function of Morphologically Classified Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey*. 2003, *AJ*, 125, 1682.
- [12] Gómez P. L., et al, *Galaxy Star Formation as a Function of Environment in the Early Data Release of the Sloan Digital Sky Survey*. 2003, *ApJ*, 584, 210.
- [13] Blanton M. R., et al, *The Luminosity Function of Galaxies in SDSS Commissioning Data*. 2001, *AJ*, 121, 2358.
- [14] Cross N., et al, *The 2dF Galaxy Redshift Survey: the number and luminosity density of galaxies*. 2001, *MNRAS* 324, 825.
- [15] Driver S. & De Propris R., *The Global, Local and Cluster Galaxy Luminosity Function*. 2003, *Ap&SS*, 285, 175.
- [16] Liske J., et al, *The Millennium Galaxy Catalogue: $16 \leq B_{MGC} < 24$ galaxy counts and the calibration of the local galaxy luminosity function*. 2003, *MNRAS*, 344, 307.
- [17] Loveday J., et al, *The Stromlo-APM Redshift Survey. I - The luminosity function and space density of galaxies*. 1992, *ApJ*, 390, 338.
- [18] Zucca E., et al, *The ESO Slice Project (ESP) galaxy redshift survey. II. The luminosity function and mean galaxy density*. 1997, *A&A*, 326, 477.
- [19] Marzke R., et al, *The Galaxy Luminosity Function at $Z \leq 0.05$: Dependence on Morphology*.

- 1998, ApJ, 503, 617.
- [20] Marinoni C., et al, The Nearby Optical Galaxy Sample: The Local Galaxy Luminosity Function. 1999, ApJ, 521, 50.
- [21] Brown W. R., et al, V- and R-band Galaxy Luminosity Functions and Low Surface Brightness Galaxies in the Century Survey. 2001, AJ, 122, 714.
- [22] Norberg P., et al, The 2dF Galaxy Redshift Survey: the b_j -band galaxy luminosity function and survey selection function. 2002, MNRAS, 336, 907.
- [23] Driver S. P., The Contribution of Normal, Dim, and Dwarf Galaxies to the Local Luminosity Density. 1999, ApJ, 526L, 69.
- [24] Colless M. M., et al, The 2dF Galaxy Redshift Survey: spectra and redshifts. 2001, MNRAS, 328, 1039.
- [25] Pritchet C., et al, The Luminosity Distribution of Local Group Galaxies. 1999, AJ, 118, 883.
- [26] Mateo M., Dwarf Galaxies of the Local Group. 1998, ARA&A, 36, 435.
- [27] Jerjen H., et al, Surface BR Photometry of Newly Discovered Dwarf Elliptical Galaxies in the Nearby Sculptor and Centaurus A Groups. 2000, ApJ, 119, 593.
- [28] Karachentsev I. D., et al, The very local Hubble flow. 2002, A&A, 389, 812.
- [29] Trentham N., & Hodgkin S., The luminosity function of the Virgo Cluster from $M_B=-22$ to -11 . 2002, MNRAS, 333, 423.
- [30] Ferguson H., Population studies in groups and clusters of galaxies. II - A catalog of galaxies in the central 3.5 deg of the Fornax Cluster. 1989, AJ, 98, 367.
- [31] Deady J. H., et al, The Fornax Cluster Spectroscopic Survey: a sample of confirmed cluster dwarfs. 2002, MNRAS, 336, 851.
- [32] Mobasher B., et al, A Photometric and Spectroscopic Study of Dwarf and Giant Galaxies in the Coma Cluster. IV. The Luminosity Function. 2003, ApJ, 587, 605.
- [33] Beijersbergen M., et al: U-, B- and r-band luminosity functions of galaxies in the Coma cluster. 2002, MNRAS, 329, 385.
- [34] Trentham N., The galaxy luminosity function in clusters and the field. 1998, MNRAS, 294, 193.
- [35] Andreon S. & Culliandre J.-C., Dissecting the Luminosity Function of the Coma Cluster of Galaxies Using Canada-France-Hawaii Telescope Wide-Field Images. 2002, ApJ, 569, 144.
- [36] Mobasher B., et al, A Photometric and Spectroscopic Study of Dwarf and Giant Galaxies in the Coma Cluster. IV. The Luminosity Function. 2003, ApJ, 587, 605.
- [37] Biviano A., et al, A catalogue of velocities in the central regions of the Coma cluster. 1995, A&AS, 111, 265.
- [38] Paolillo M., et al, Luminosity function of clusters of galaxies. 2002, A&A, 367, 59.
- [39] Garilli B. M., et al, Composite luminosity function of cluster galaxies. 1999, A&A, 342, 408.
- [40] Goto T., et al, Composite Luminosity Functions Based on the Sloan Digital Sky Survey "Cut and Enhance" Galaxy Cluster Catalog. 2002, PASJ, 54, 515.

- [41] De Propris R., et al, The 2dF Galaxy Redshift Survey: the luminosity function of cluster galaxies, 2003, MNRAS, 342, 725.
- [42] De Propris R., et al, The 2dF Galaxy Redshift Survey: a targeted study of catalogued clusters of galaxies. 2002, MNRAS, 329, 87.
- [43] Phillipps S. & Shanks T., Galaxy correlations and the luminosity function. 1987, MNRAS, 227, 115.
- [44] Folkes S., et al, The 2dF Galaxy Redshift Survey: spectral types and luminosity functions. 1999, MNRAS, 308, 459;
- [45] Sandage A., et al, The velocity field of bright nearby galaxies. I - The variation of mean absolute magnitude with redshift for galaxies in a magnitude-limited sample. 1979, ApJ, 232, 352.
- [46] Efsthathiou G., et al, Analysis of a complete galaxy redshift survey. II - The field-galaxy luminosity function. 1988, MNRAS, 232, 431.
- [47] Tammann G. A., et al, The velocity field of bright nearby galaxies. II - Luminosity functions for various Hubble types and luminosity classes - The peculiar motion of the local group relative to the Virgo cluster. 1979, ApJ, 234, 775.
- [48] Marzke R. O., et al, The luminosity function for different morphological types in the CfA Redshift Survey. 1994, AJ, 108, 437.
- [49] Driver S. P., et al, The Morphological Decomposition of Abell 868. 2003, AJ, 126, 2662.
- [50] Hütsi G., et al, Luminosity function and density field of the Sloan and Las Campanas Redshift Surveys. astro-ph/0212327.
- [51] Cuesta-Bolao M. J. & Serna A. Environmental and morphological dependence of the luminosity function of galaxies. 2003, A&A, 405, 917.
- [52] Fabian A. C., et al, A linear X-ray structure in the cluster A399: evidence of a past interaction with A401. 1997, MNRAS, 285L, 35.
- [53] White S. D. M., The dynamics of rich clusters of galaxies. 1976, MNRAS, 177, 717.
- [54] Burns J. O., et al, The coma cluster after lunch: Has a galaxy group passed through the cluster core? 1994, ApJ, 427L, 87.
- [55] Schindler S., Clusters of galaxies: Diagnostic tools for cosmology. 2001, foap, conf, 33.
- [56] Richstone D., et al, A lower limit of the cosmic mean density from the ages of clusters of galaxies. 1992, ApJ, 393, 477.
- [57] Baier F. W. Investigation of 10 clusters of galaxies. 1977, Astr. Nach., 298, 151.
- [58] Geller M. J. & Beers T. C. Substructure within clusters of galaxies. 1982, PASP, 94, 421.
- [59] Dressler A., & Shectman S. Evidence for substructure in rich clusters of galaxies from radial-velocity measurements. 1988, AJ, 95, 985.
- [60] Bird C. M., Substructure in clusters and central galaxy peculiar velocities. 1994, AJ, 107, 1637.
- [61] Serna A. & Gerbal D. Dynamical search for substructures in galaxy clusters. A hierarchical

- clustering method. 1996, *A&A*, 309, 65.
- [62] Girardi M., et al, Optical Substructures in 48 Galaxy Clusters: New Insights from a Multiscale Analysis. 1997, *ApJ*, 482, 41.
- [63] Beers T. C., et al, A dynamical analysis of twelve clusters of galaxies. 1991, *AJ*, 102, 1581.
- [64] Burns J. O., et al, Evidence for an On-going Cluster/Group Merger in Abell 2255. 1995, *ApJ*, 446, 583.
- [65] Lacey C. & Cole S. Merger rates in hierarchical models of galaxy formation. 1993, *MNRAS*, 262, 627.
- [66] Lacey C. & Cole S. Merger Rates in Hierarchical Models of Galaxy Formation - Part Two - Comparison with N-Body Simulations. 1994, *MNRAS*, 271, 676.
- [67] Oegerle William R. & Hill John M. Dynamics of cD clusters of galaxies. II: Analysis of seven Abell clusters. 1994, *AJ*, 107, 857.
- [68] Hill John M. & Oegerle William R. Dynamics of cD clusters of galaxies. I - Redshift data for seven clusters. 1993, *AJ*, 106, 831.
- [69] Drinkwater M. J., et al, Substructure and Dynamics of the Fornax Cluster. 2001, *ApJ*, 548L, 139.
- [70] Colless M. & Dunn A. M. Structure and Dynamics of the Coma Cluster. 1996, *ApJ*, 458, 435.
- [71] Yanbin Yang, et al, Large-Field Multicolor Study of Abell 168 : Subclusters, Dynamics and Luminosity Functions . astro-ph/0309659.
- [72] Kriessler J. R. & Beers T. C. Substructure in Galaxy Clusters: A Two Dimensional Approach. 1997, *AJ*, 113, 80.
- [73] Briel U. G., et al, Observation of the Coma cluster of galaxies with ROSAT during the all-sky survey. 1992, *A&A*, 259L, 31.
- [74] Biviano A., et al, Mazure, A.; Slezak, E..Unveiling hidden structures in the Coma cluster. 1996, *A&A*, 311, 95.

第二章 动力学研究方法

星系团动力学涉及到许多的研究方法。首先，我们要发现相互作用的星系系统中的子结构，并对每个星系究竟属于哪一个子结构做出判断，这就需要运用搜寻星系团三维空间和速度空间子结构的方法。本章要介绍的 KMM 算法和 κ -test 统计方法就是目前流行的分析方法。另外，为了定量分析两个相互作用的星系系统，我们采用两体模型进行分析，这里一并介绍。

§ 2.1 KMM 算法

作为混合模型算法之一，KMM 算法最早被 Orchard 和 Woodbury^[1]研究，后来该技术被 Nemec 和 Nemec^[2]首次应用于天体物理研究（对银河系不同星族的恒星计数研究）。KMM 算法已被用于一维的天文学数据，如河外球状星团系统的金属丰度和色的分布情况^[3,4,5,6]。KMM 算法还可用于多维的天文数据，如根据星系团的速度和位置数据来确定子结构，作为进一步动力学分析的依据^[7]。

KMM 算法尝试以最大似然法将数据分配到指定的 g 个 K 维子系统中^[4]。这 g 个子系统被假定是 K 维高斯分布的，每一维可能有不同的标度尺度。这种算法还对采用多子系统拟合相对于单系统拟合的优化程度作出了估计。同时，它也对 g 个子系统的中心和尺度估计进行了优化。

KMM 算法假定 N 个观测数据 $x_j (j=1,2,\dots,N)$ 都是从概率密度函数为高斯函数的子系统中抽取出来的。混合密度可以表示为

$$f(x; \phi) = \sum_{i=1}^g \pi_i f_i(x; \theta)$$

其中 g 是需要拟合的子系统的总数目， π_i 是各子系统的混合比， θ 是代表 g 个子系统中所有未知参数的矢量，且 $\phi = (\pi', \theta')$ 是未知模型参数和混合比的矢量转置矩阵。KMM 算法先得到最佳的单高斯拟合（它可以明确的得到数据的平均值 μ 和方差 σ^2 ）。单高斯分布的概率定义为

$$L_c(\mathbf{l}) = \sum_{j=1}^N \ln f(x_j; \theta)$$

即在 x_j 处求得单变量高斯值的自然对数总和。

使用者需要首先输入要拟合的子系统数目以及各高斯分布的矢量平均值及

其方差的初值。接着，KMM 算法运用最初给定的或者在计算中产生的 ϕ 值进入迭代步骤。在每一轮计算中，KMM 算法将得到每一个数据点属于各个子系统的概率，这些概率将形成该数据被分配到任一子系统的置信度估计，数据点将被分配到成员概率最高的那个子系统。分配结束后，KMM 算法通过计算每一个子系统的 π_i ， μ_i 和 σ_i^2 的值从而得到新的矢量 ϕ 。这样， g 个子系统拟合的概率就是：

$$L_C(\phi) = \sum_{i=1}^g \sum_{j=1}^N z_{ij} [\ln \pi_i + \ln f_i(x_j; \theta)]$$

这里， z_{ij} 是一个指示变量，如果对象 j 属于 i 子系统， $z_{ij} = 1$ ，否则 $z_{ij} = 0$ 。根据新的矢量 ϕ ，KMM 算法继续计算每一个数据点属于各个子系统的概率，从而得到新的分配方案。这一迭代程序直到 $L_C(\phi)$ 已经收敛（即对象分配趋于稳定）方才结束。假若所有的子系统都具有相同的协方差矩阵，上面得到的概率序列通常是有界的，这种算法在 ϕ 参数空间会收敛到一个局部的最大值；但在异方差情况下，KMM 算法得到的概率序列可能就不是有界的。

$L_C(\phi)$ 的最终数值可用来确定数据是否与零假设（即单系统假设）相一致。引入概率比值检验的统计量

$$\lambda = L_C(\phi) / L_C(1)$$

来对单系统模型到多子系统模型优化程度进行估计。统计量 λ 的显著性水平可以通过比较 $-2 \ln \lambda$ 和 χ^2 分布（自由度数是两种比较模型中不包括混合比在内的参数数目差值的两倍）得到，但这只是统计量显著性的一个近似估计。

KMM 算法运用上述分析方法，从而得到 g 子系统拟合优于单系统情况的统计显著性估计，该项显著性水平是用 $P(\lambda \geq \lambda_{obs})$ （即从单高斯分布中抽取的一个样本分布中对应的 λ 值大于或等于 λ 观测值的概率）的形式来表示。如果零假定（单系统假设）是正确的，那么 P 值至少应该大于 0.1。 P 值越小，表明零假定越不能够很好地描述数据。习惯上， $P < 0.05$ 表示数据分布与零假设基本不符，而 $0.05 < P < 0.1$ 则表明数据与零假设有微小的不一致性。

另外，KMM 算法还给出了每个子系统的平均值 μ_i ，混合比 π_i 和共同的协方差 σ^2 的估计值（在异方差的情况下，每个子系统的协方差是分别计算给出的）。该算法还将每个数据点分配到成员概率最高的子系统中，并给出了分配到各个子系统的置信度。选择最佳的拟合模型是以拟合的显著性水平、正确分配率以及拟合所得得到的高斯分布的平均值及其离散的稳定性的标准为标准的。这样，KMM 算法不仅提供了一种强有力的假设检验工具，而且在指定的 g 子系统拟合中，客观地将数据点分配到各个子系统中。

KMM 算法最适用于从理论上或经验上证实了高斯模型合理性的情形。对于一个维里化了的星系团系统，引力相互作用将使其空间分布和视向速度分布趋于高斯分布。所以，KMM 算法可以引入星系团的动力学研究中。

§ 2.2 κ - test

许多星系空间分布和面密度等强度图都显示出了明显的成团现象，这种成团有可能是一种投影效应。要判断其是否是真正意义上的物理成团，必须结合星系的视向速度分布中的子结构信息。 κ - test 正是通过量化星系团中局域视向速度分布与整体视向速度分布之间的差异，从而发现星系团中真正子结构的一种算法。 κ - test 统计方法是由 Colless 等^[7]在 Dressler 等^[8]提出的 Δ - test 算法的基础上发展起来的。

我们先来看一下 Dressler 等构想的 Δ - test 算法。对于星系团中的每一颗星系， Δ - test 利用 11 颗最邻近的星系（包括它本身）的视向速度值来量化局域速度分布，可得到该星系处的平均速度 \bar{v}_{local} 及其速度弥散 σ_{local} 。接着，用下面的公式来计算这些值与星系团整体的平均速度 \bar{v} 及其速度弥散 σ （ \bar{v} 和 σ 均是在高斯分布的假定下来计算）的偏离值 δ ：

$$\delta^2 = (11/\sigma^2)[(\bar{v}_{local} - \bar{v})^2 + (\sigma_{local} - \sigma)^2]$$

随后引入检验统计 Δ 就是星系团中 N 颗星系 δ 的总和，即

$$\Delta = \sum_{i=1}^N \delta_i$$

其中， δ_i 是星系团（共有 N 个星系）中第 i 个星系处的局域速度分布相对于星系团整体速度分布的偏离值^[9]。

如果星系团的整体速度分布接近于高斯分布，并且其局域的速度变化也只是随机的涨落，那么 Δ 将与 N 的数量级相同。对于没有局域特征的高斯速度分布，检验统计 Δ 的期望值是 $\langle \Delta \rangle = N$ ；如果存在局部子结构的话，则 $\Delta \geq N$ ^[10]。然而，若星系团的整体速度分布偏离高斯分布，则 Δ 与 N 将存在明显的差异（即使不存在真正的子团）。因此，我们有必要通过 Monte-Carlo 模型计算来对每个星系团的统计量 Δ 进行定标。在实际操作中，我们通过引入大量的模拟星系团来实现 Monte Carlo 模型计算。每个模拟星系团中的星系位置与真实星系团中的星系位置完全一致，但他们的速度是通过随机洗牌（shuffling）来分配的。这种随机模型是非常重要的，因为星系团中的每个星系在统计上并不是相互独立的。

从根本上说, Δ -test 可以分成三部分: (1) “局域”的定义; (2) 定量比较两个一维的速度分布 (局部与整体); (3) 将所有局域差异叠加起来, 对星系团整体上引入一个检验统计量。而 Δ -test 引入的统计量 δ 并不是比较两个一维分布的首选统计量, 尤其是当星系团的速度分布并不呈高斯分布的时候。一般说来, 比较两个一维分布的更常用更有效的统计量是 χ^2 检验中的 χ^2 或者 K-S 检验中的 D 。其次, 选择 11 颗最邻近的星系进行统计可能并不是探测子结构存在的最好的局域尺度。所以, 可以让用于统计的最邻近的星系数目在一定范围内变化, 从而找到一个最适宜子结构搜索的局域尺度。

基于以上考虑, Colless & Dunn 在 Dressler-Shectman 检验的启示下, 设计出了一种新的用于探测速度分布中局域变化的检验方法。对于每一颗星系, 他们通过一标准的 K-S 双样本检验来比较 n 颗最邻近星系与整体星系团的速度分布 (例如, 见文[11])。他们定义其统计量 κ_n 为

$$\kappa_n = \sum_{i=1}^N -\log[P_{KS}(D > D_{obs})]$$

其中, N 是星系团中的星系总数; $P_{KS}(D > D_{obs})$ 是 K-S 统计中 D 大于观测值 D_{obs} 的可能性, D 和 D_{obs} 都是可以直接计算的^[11]。这样, κ_n 就是在以 n 颗最邻近的星系为局域尺度上的速度分布没有局域速度偏离的可能性的常用对数的负值。 κ_n 越大, 表明局域速度分布与整体速度分布偏离的可能性就越大。与 Dressler-Shectman 统计一样, κ_n 的显著性水平也可以通过 Monte-Carlo 模拟 (团星系的速度是随机分配的) 来直接估计。

我们可以看出, κ -test 是在 Δ -test 的基础上改进而来的一种算法, 两者选择的用于统计的局域尺度 (最邻近星系数目 n) 不同, 前者允许 n 是一个可以变化的数值, 而后者是把 n 定为 11 了。所以, κ -test 具有一定的优越性, 可以用不同的局域尺度寻找星系团的子结构。

运用 κ -test, 可以用一个表格的形式将所得的运行结果罗列出来, 其中包括选择最邻近星系的数目 n 、检验统计 κ_n 大于观测值 κ_n^{obs} 的可能性以及用于 Monte-Carlo 模拟的星系个数。然后我们可以选择较理想的局域尺度, 用泡泡图 (the bubble plot) 来表示每个星系附近的局域速度偏离程度。在泡泡图中, 以每个星系为中心的泡泡半径是与 $-\log[P_{KS}(D > D_{obs})]$ 成正比的, 因此, 泡越大就表明该处最邻近的 n 颗星系的速度分布与整体速度分布的偏离越大。根据泡泡图, 我们容易发现星系团中局域视向速度分布的异常现象, 如果与团星系的空间分布特征相结合, 不难发现星系团中的子结构。

§ 2.3 两体模型 (two-body model)

两体模型是用于研究两个星系集团（星系团、星系群或者子团）构成的引力系统的演化状态。更确切的说，就是研究以下三种情形的概率：（1）系统是引力束缚的，且依然在膨胀；（2）系统是引力束缚的，正在塌缩；（3）系统中的两个子团不是相互束缚的，而仅是在空间上靠在一起罢了。如果假定系统是引力束缚的，那么，根据 White^[12]的 N 体数字模拟，我们现在看到的该是完全塌缩和维里化之前的星系团。

两体模型最初是由 Thompson^[13]概括论述的，数学表达式由 Peebles^[14]和 Gunn^[15]给出。两体动力学模型首先被 Beers 等^[16]和 Gregory 等^[17]用于星系团的研究。在模型中，两星系团被看作点质量，在它们的相互引力作用下，沿线状轨道运行；并且假定两团在 $t = 0$ 时刻，是紧靠在一起的，之后再各自历史上的第一次膨胀或塌缩。通过观测，我们得到两个子团在天球面上的投影距离 R_p ，同时可以计算出它们的相对视向速度 V_r 和该系统的总维里质量 M ，那么通过两体模型就可以得到该系统的投影角 α 、星系团所能达到的最大膨胀距离 R_m 、以及此刻两星系子团之间的真实距离 R 和真实的相对视向速度 V 。由于仅在投影方向来看系统存在固有的不确定性，因而通过模型计算，通常会得到多个不同的轨道解。

两体模型忽略了系统本身可能具有的角动量以及两星系子团外部的物质，且并不考虑各个星系团内部的物质分布（这些物质分布在它们靠的很近快要并合的时候，将会变的重要起来）。尽管如此，在给定有限的动力学约束条件下，两体模型还是对双星系子团系统动力学提供了可用的最好描述。迄今为止，两体模型已被用于多个双星系子团动力学的研究^[18,19]。

我们可以通过研究双星系子团系统运动方程的解来确定该系统此时的动力学状态。在引力束缚情况下，系统运动方程的参数形式是：

$$R = \frac{R_m}{2}(1 - \cos \chi) \quad (1)$$

$$t = \left(\frac{R_m^3}{8GM}\right)^{1/2} (\chi - \sin \chi) \quad (2)$$

$$V = \left(\frac{2GM}{R_m}\right)^{1/2} \frac{\sin \chi}{(1 - \cos \chi)} \quad (3)$$

其中， χ 是辅助角 ($0 < \chi < 2\pi$)， R 、 R_m 和 M 的物理含义同上。

类似的，在系统是非束缚的情形下，其参数方程是：

$$R = \frac{GM}{V_\infty} (\cosh \chi - 1) \quad (4)$$

$$t = \frac{GM}{V_\infty^3} (\sinh \chi - 1) \quad (5)$$

$$V = V_\infty \frac{\sinh \chi}{(\cosh \chi - 1)} \quad (6)$$

其中， V_∞ 是系统的渐近膨胀速度。参数 V_r 和 R_p 与系统参数的关系是：

$$V_r = V \sin \alpha \quad (7)$$

$$R_p = R \cos \alpha \quad (8)$$

在得到系统的参数 R_p 、 V_r 和 M 之后，我们可以设定时间 $t = t_0$ （今天的宇宙年龄），以使方程组封闭。这样，系统的运动方程就可以通过确定投影角 α （作为 V_r 的函数）的迭代程序来解决。

从简单的能量关系考虑，我们可以给出引力束缚系统轨道解的限制条件。引力束缚的判据用可观测量表示为：

$$V_r^2 R_p \leq 2GM \sin^2 \alpha \cos \alpha. \quad (9)$$

上式与哈勃常数 H_0 无关。

两星系集团引力束缚的可能性由下式^[20]给出：

$$P = \frac{1}{A} \int_0^{+\infty} p(V_r) p(\alpha | V_r) dV_r \quad (10)$$

其中， A 是重整化因子， $p(V_r)$ 是相对视向速度的概率分布（假定是高斯分布）； $p(\alpha | V_r)$ 是在引力束缚条件下，对于给定的 V_r 值，得到有效 α 的概率。 $p(\alpha | V_r)$ 可以通过（9）式得到，（10）式的积分范围为满足（9）式的所有可能的相对视向速度值。

从上述的描述中可以看出，两体模型没有考虑系统内部两星系团之间的非线性相互作用，因而两体模型只能看作是对所研究系统真实动力学的简单近似。在运用模型时，一般先假定系统是引力束缚的，通过迭代程序求得束缚运动方程的解。然后，再检验一下所得到的解是否符合束缚条件（9）式的要求，并可通过（10）式来计算两星系集团引力束缚的概率。最后，再通过一些具体的分析判据来对剩余的解进行排解，并以此来研究系统的动力学状态。

参考文献:

- [1] Orchard T. & Woodbury M. A. 1972, in Proceedings of the 6th Berkeley Symposium (Vol. 1), University of California Press, Berkeley), p697.
- [2] Nemec J. M. & Nemec A. F. L. Mixture models for studying stellar populations. I - Univariate mixture models, parameter estimation, and the number of discrete population components. PASP, 1991, 103, 95.
- [3] Ashman Keith M. & Zepf Stephen E. Merging and Interacting Galaxies: Sites of Globular Cluster Formation. Astronomical Society of the Pacific Conference Series. Proceedings of the 11th Sata Cruz Summer Workshop in Astronomy and Astrophysics, 1993, 48, 776.
- [4] Zepf Stephen E & Ashman Keith M. Observational Tests of the Formation of Globular Clusters During Mergers. Astronomical Society of the Pacific Conference Series. Proceedings of the 11th Sata Cruz Summer Workshop in Astronomy and Astrophysics, 1993, 48, 828.
- [5] Ostrov Pablo, Geisler Doug & Forte Juan C. The metallicity gradient and distribution function of globular clusters around NGC 1399. AJ, 1993, 105, 1762.
- [6] Lee Myung G. & Geisler Doug. Metal abundances for a large sample of globular clusters in M87. AJ, 1993, 106, 493.
- [7] Colless Matthew & Dunn Andrew M. Structure and Dynamics of the Coma Cluster. ApJ, 1996, 458, 435.
- [8] Dressler A., & Shectman S. Evidence for substructure in rich clusters of galaxies from radial velocity measurements. 1988, AJ, 95, 985.
- [9] Knebe A. & Mueller V. Quantifying Substructure in Galaxy Clusters. astro-ph/9912534.
- [10] Pinkney J., et al, Evaluation of Statistical Tests for Substructure in Clusters of Galaxies. 1996, ApJS, 1, 104.
- [11] Press W. H., Flannery B. P., Teukolsky S. A., & Vetterling W. T., et al, Numerical Recipes (Cambridge: Cambridge Univ. Press),1986.
- [12] White S. D. M. The dynamics of rich clusters of galaxies. 1976, MNRAS, 177, 717.
- [13] Thompson L. A. Early Evolution of the Universe and the Present Structure. 1982, in IAU Symposium 104, ed. G. O. Abell and G. Chincarini(Dordrecht: Reidel).
- [14] Peebles P. J. E. Physical cosmology. 1971, Princeton : Princeton University Press, phco.book.....P.
- [15] Gunn J. E. A worm's-eye view of the mass density in the universe. 1974, CoASP, 6, 7.
- [16] Beers T. C., et al: Galaxy clusters with multiple components. I - The dynamics of Abell 98. 1982, ApJ, 257, 23.
- [17] Gregory S. A. & Thompson L. A. The A2197 and A2199 galaxy clusters. 1984, ApJ, 286, 422.
- [18] Colless M. & Hewett P. The dynamics of rich clusters. I - Velocity data. 1987, MNRAS, 224, 453.
- [19] Beers T. C., et al, A dynamical analysis of twelve clusters of galaxies. 1991, AJ, 102, 1581.
- [20] Yanbin Yang, et al, Large-Field Multicolor Study of Abell 168 : Subclusters, Dynamics and Luminosity Functions . astro-ph/0309659.

第三章 A2634 中心区域成员星系的光度函数

§ 3.1 数据

目前在光度函数方面进行过深入研究的星系团只有几个, 比如 Coma^[1,2]和 Virgo^[3]等星系团。本章首次计算出了 Abell 2634 中心区域的 198 颗成员星系(其中包括 174 颗早型星系)在 B 、 V 、 R 三个波段的绝对光度, 并对所得的光度函数进行了拟合分析。

BATC (Beijing-Arizona-Taipei-Connecticut) 多色测光巡天覆盖了邻近星系团 Abell 2634 中心 $56' \times 56'$ 的区域^[4]。我们通过 b 、 c 、 d 、 e 、 f 、 g 、 h 、 i 、 j 、 k 、 m 、 n 、 o 、 p 共 14 个中带波段对该富星系团进行了测光观测, 得到了所有被探测到的星系的光谱能量分布 (SEDs)。基于 124 颗已被光谱确认的成员星系的颜色性质, 我们分辨出了该观测区域中的 359 颗暗星系。通过测光红移估计, 我们挑选出了 74 颗暗的成员星系。加上 124 颗已知的成员星系, 我们获得了 Abell 2634 中心区域的 198 颗成员星系样本^[4]。

文[4]给出了 198 颗成员星系在 d 、 c 、 e 、 g 、 f 、 h 、 i 七个波段的视星等 m , 通过下面的转换公式^[5]:

$$B = m_d + 0.2201(m_c - m_e) + 0.1278$$

$$V = m_g + 0.3292(m_f - m_h) + 0.0476$$

$$R = m_i + 0.1036$$

我们可得到 198 颗成员星系的 B 、 V 、 R 星等。

星系团 Abell2634 的红移值为 $z = 0.031$, 下面我们分两种情况来分析这 198 个成员星系在 B 、 V 、 R 三波段的光度函数。

$$(1) \quad H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}, \quad q_0 = 0.$$

为了便于和文[1]、文[2]以及文[6]进行比较, 首先, 我们选用与上述文献相同的分析方法和宇宙学参数, 假定哈勃常数 $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, 减速因子 $q_0 = 0$ 。这样, 我们得到 Abell2634 的距离模数 $\mu = m - M = 36.36$ 。假设成员星系均具有相同的距离模数, 我们可求得 198 个成员星系在 B 、 V 、 R 三波段的绝

对星等值。

$$(2) \quad H_0 = 65 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}, \quad q_0 = 0.$$

现在研究关于光度函数的文章，假定的哈勃常数大多为 $H_0 = 65 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ 或 $H_0 = 68 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ，减速因子 $q_0 = 0$ 。由于两者的差别不是很大，我们在本文采用前者，即 $H_0 = 65 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ 。这样得到的距离模数 $\mu = 35.79$ 。针对这部分数据，我们除了分析整体 198 颗成员星系在 B 、 V 、 R 三波段的光度函数外，还按照星系的形态类型进行了分类，得到 174 颗早型星系和 24 颗晚型星系。由于晚型星系的数目太少，不具备可统计性，因而我们仅对早型星系的光度函数进行了拟合分析。

§ 3.2 光度函数的拟合

对星系团光度函数的研究表明，在有些情形下，仅用单一的 Schechter 函数（见第一章）来拟合整个的星系光度函数效果不理想。因为在星系光度函数中出现了两种成分：一种是亮星系成分（可用 Gaussian 函数近似描述），另一种是暗星系成分（可用幂律或者 Schechter 函数近似描述），这就暗示着在星系团中可能存在至少两族星系^[1,7]。光度函数的谷值所对应的光度刚好介于这两种成分之间，在星系团外围（即密度较低的环境）的暗星系的光度函数的坡度要陡些；而靠近星系团中心的亮星系光度函数坡度要平坦一些^[2,8,9,10]。有人将这一现象解释为，在稠密环境下，小而暗的星系很可能与大星系共生；它们在从外围向星系团中心聚集的过程中可能反复受到潮汐作用，结果变的暗淡，甚至被破坏^[11,12]。

I. 拟合函数

在分析光度函数时，通常采用的拟合函数为 Schechter 函数和 Gaussian 函数。基于以上的分析，在有些情形下，可用 Schechter 函数和 Gaussian 函数的线性组合来拟合光度函数（见文[1]）。而实际上，最常用的方法仍是选用单一的 Schechter 函数，并用 χ^2 最小法拟合所得的光度函数。

为了便于与其它星系团的成员星系光度函数进行比较，本文对第（1）部分数据（ $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ， $q_0 = 0$ ）采用与文[1]同样的分析方法，也选用 Schechter 函数和 Gaussian 函数以及它们的线性组合分别来拟合所得的光度函数；而对第（2）部分数据（ $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ， $q_0 = 0$ ）选用 Schechter 函数进行 χ^2 最小拟合。

II. 拟合结果

我们取 $\Delta M = 0.5$ 进行星系计数, 样本的绝对星等覆盖了 $-24^m \sim -16^m$ 的光度范围。图 1 是对应于第 (1) 部分 198 个成员星系在 B、V、R 三个波段的光度函数及其拟合结果, 其拟合参数在表 1 中给出。

图 2, 3 分别是对应于第 (2) 部分 198 个成员星系及其中的 174 个早型星系在 B、V、R 三个波段的光度函数及 $M^* - \alpha$ 的 1-, 2-, 3- σ 误差椭圆, 其拟合参数在表 2 中给出。

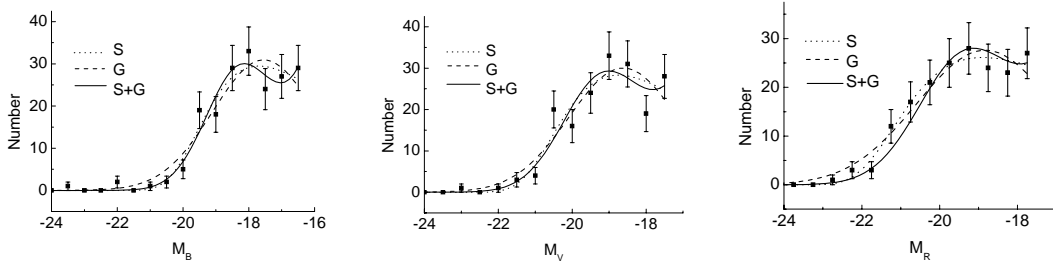


Figure 1. Total B-, V-, R-band LFs for the First Part, different LF fits are also shown.

Table 1. Parameters of Different LF fits in the B, V, R-bands for the First Part.

band	Fitting function	α	M^*	μ	σ
B	Schechter	-0.74 ± 0.03	-19.16 ± 0.09	---	---
	Gaussian	---	---	-17.55 ± 0.12	1.55 ± 0.11
	S+G	-1.88 ± 0.07	-17.88 ± 0.07	-18.31 ± 0.06	1.01 ± 0.05
V	S	-0.71 ± 0.04	-20.09 ± 0.13	---	---
	G	---	---	-18.62 ± 0.13	1.46 ± 0.12
	S+G	-1.76 ± 0.15	-18.67 ± 0.13	-19.19 ± 0.09	1.06 ± 0.08
R	S	-0.85 ± 0.01	-20.92 ± 0.07	---	---
	G	---	---	-18.83 ± 0.09	1.75 ± 0.08
	S+G	-1.65 ± 0.24	-18.30 ± 0.08	-19.30 ± 0.05	1.20 ± 0.04

Table 2. Parameters of Schechter LF fits in the B, V, R-bands for the second part data.

band	Total / Early-types	α	M^*
B	Total (198)	$-0.62^{+0.11}_{-0.09}$	$-18.41^{+0.22}_{-0.2}$
	Early-types (174)	$-0.72^{+0.1}_{-0.08}$	$-20.24^{+0.23}_{-0.19}$
V	Total	$-0.84^{+0.08}_{-0.07}$	$-19.82^{+0.19}_{-0.22}$
	Early-types	$-0.80^{+0.09}_{-0.08}$	$-19.81^{+0.24}_{-0.21}$
R	Total	$-0.82^{+0.08}_{-0.07}$	$-20.28^{+0.23}_{-0.19}$
	Early-types	$-0.62^{+0.09}_{-0.08}$	$-20.07^{+0.25}_{-0.22}$

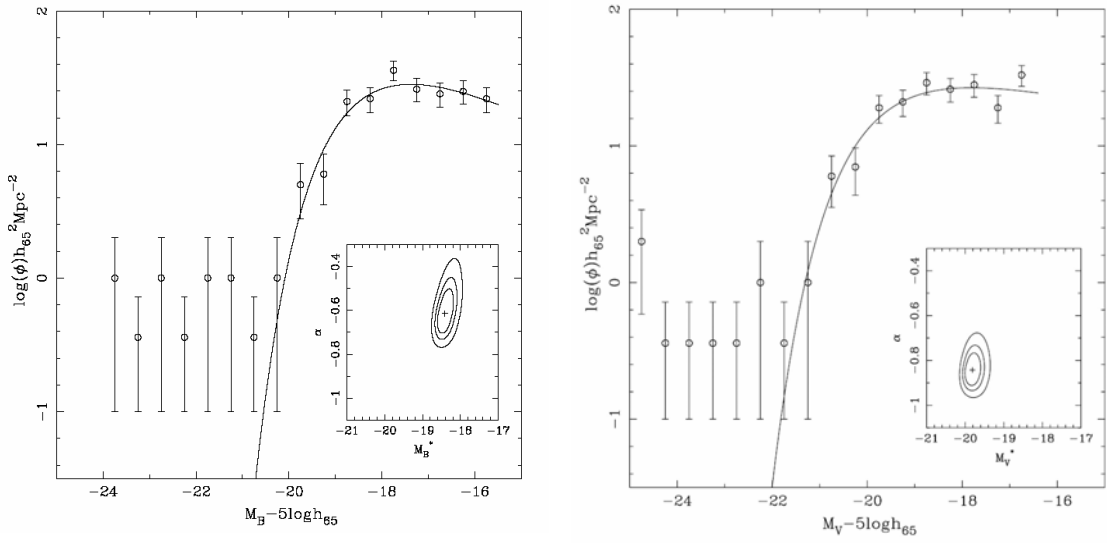


Figure 2. The LFs in the B, V, R-bands for the total galaxies. Schechter LF fits are given. error countours for M^* and α at 1-,2- and 3- σ levels are also presented.

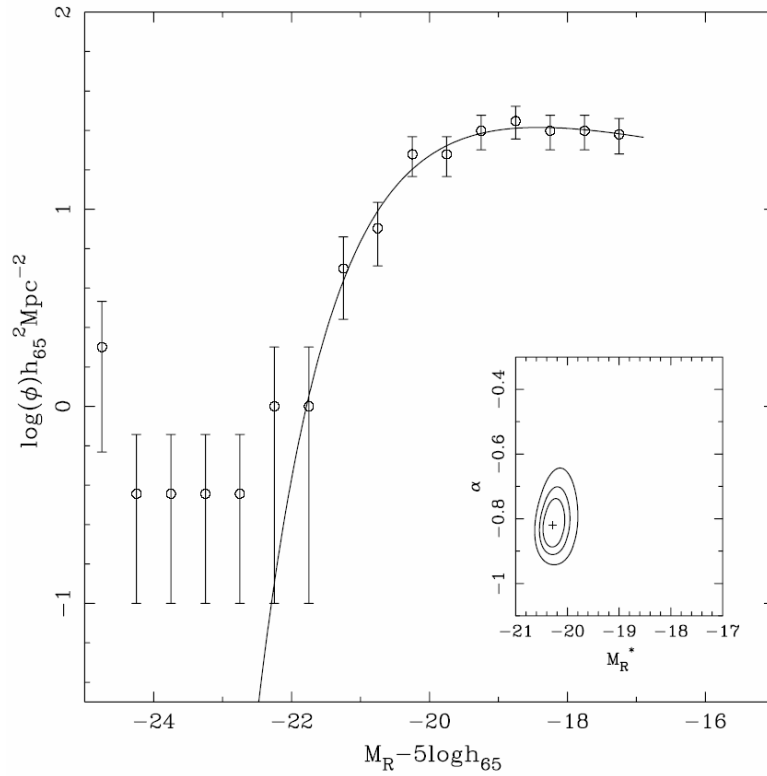


Figure 2. —continued.

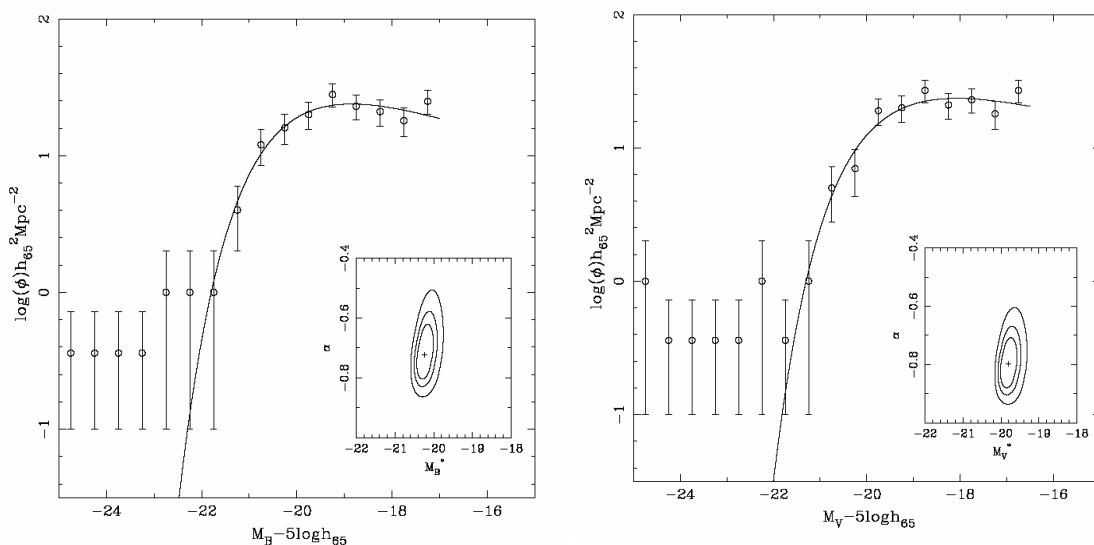


Figure 3. The LFs for the B, V, R-bands for the Early-type galaxies. The Schechter LF fits are shown. M^* and α error countours at 1-,2- and 3- σ levels are also presented.

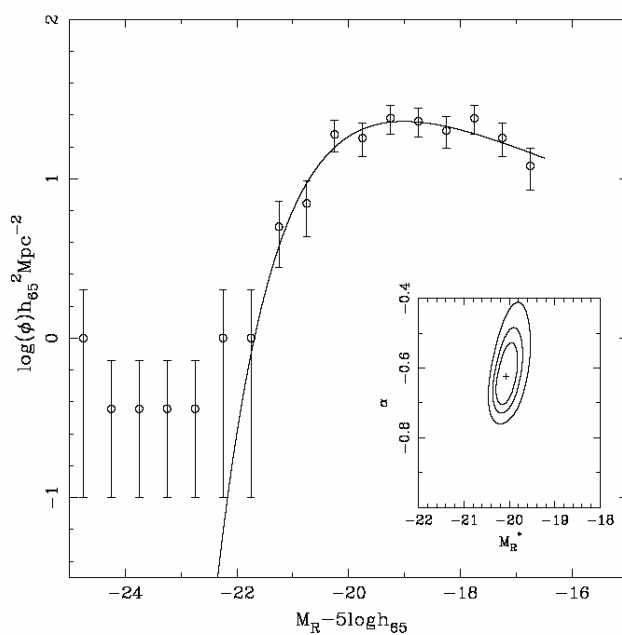


Figure 3. —continued.

§ 3.3 讨论与结论

以前对邻近富星系团(如 Coma 团)的研究表明: 当用 Schechter 函数和 Gaussian 函数的组合来拟合所得到的星系光度函数时, 是用 Gaussian 函数来拟合其亮端部分, 而用 Schechter 函数来拟合其暗端部分^[1]。为了便于与其它星系团

的光度函数进行比较, 当我们用上述两种函数的组合来拟合第(1)部分所得到的198颗成员星系在B、V、R三波段的光度函数时, 也遵循了这样的原则(见表1的 M^* 和 μ 数据)。我们也曾尝试着用Schechter函数来拟合其亮端部分, 而用Gaussian函数来拟合其暗端部分, 发现拟合结果更佳。并且, 我们发现单用Schechter函数或Gaussian函数来拟合都没有采用Schechter函数和Gaussian函数的线性组合来拟合的效果好。

第(1)部分的198颗成员星系在B、V、R三波段的光度函数图形有些相似: 都存在一个峰值和一个谷值, 并且光度函数在暗端有继续延展的趋势。由于望远镜口径和观测条件的限制, BATC多色测光系统在Abell2634区域的极限星等V约为19.5等, 所以该星系团中的大量暗星系($M_V > -17.0$)没有被探测到。尽管如此, 我们的光度函数还是表现出了与Coma星系团中心区域的星系光度函数类似的趋势, 只不过后者的图形在暗端延展上去了^[1]。应该指出, Abell2634星系团和Coma团同属于规则的富星系团, 在空间分布和动力学起源方面可能具有较大的共性。我们得到的B波段光度函数的峰值出现在 $M_B = -18.0$ 附近, 低谷出现 $M_B = -17.5$ 附近, 和Coma星系团的b波段光度函数的形态吻合得很好。而Virgo星系团属于疏散星系团, 它的整个光度函数看起来比较平滑, 这可能是由亮星系和暗星系的光度函数的重叠引起的^[3]。

自从提出用于表示星系光度分布的Schechter函数以来, 人们多是采用这一“普适”的表达形式, 并采用不同的拟合分析方法, 如最大似然法、 χ^2 最小法等。这里, 我们同样采用正统的方法, 即采用单Schechter函数 χ^2 最小法来分析对第(2)部分的198颗成员星系及其中的174颗早型星系在B、V、R三波段的光度函数。

Schechter函数中的 M^* 和 α 分别表示光度函数的特征亮度及其暗端的斜率陡度。其中 M^* 对于峰值处的光度敏感, 而 α 则对于暗端不同亮度区间上的相对星系个数比较敏感一些。我们用Schechter函数拟合第(2)部分的198颗成员星系B波段光度函数的结果是: $M^* = -18.41_{-0.2}^{+0.22}$, $\alpha = -0.62_{-0.09}^{+0.11}$; 而最近较大规模的星系巡天观测探测到的场星系大样本在B波段的光度函数最佳拟合是: $M^* = -21.14 \pm 0.2$, $\alpha = -1.1 \pm 0.1$ ^[13]。近来, Mobasher等^[14]研究得到的Coma团星系在R波段的拟合参数为: $M_R^* = -21.79_{-0.09}^{+0.08}$, $\alpha = -1.18_{-0.02}^{+0.04}$; Christlein等^[15]研究六个邻近星系团(A85, A496, A754, A1060, A1631, A3266)R波段整体的团星系光度函数的拟合结果为: $M_R^* = -21.14_{-0.17}^{+0.17}$, $\alpha = -1.21_{-0.07}^{+0.08}$; 我们得到R波段星系光度函数的拟合结果为: $M_R^* = -20.28_{-0.19}^{+0.23}$, $\alpha = -0.82_{-0.07}^{+0.08}$ 。可见, 我们得到的结果与其它研究结果的差别还是较大的, 很可能是因为我们样本中的198颗成员

星系集中分布在星系团的中心区域，早型星系所占比例（174/198）较大的缘故。

另外，我们将得到的174颗早型星系在B、V、R三波段光度函数的拟合结果（见表2）与近来关于早型星系的光度函数作一比较。Driver等^[16]研究富星系团Abell868中星族的不同形态类型的星系光度函数，得到早型星系的拟合结果为： $M^* = -21.6 \pm 0.6$ ， $\alpha = -0.5_{-0.3}^{+0.2}$ ；Nakamura等^[17]得到 r^* 波段早型星系光度函数的拟合结果为： $M_r^* = -20.75 \pm 0.17$ ， $\alpha = -0.83 \pm 0.26$ 。我们样本的特征光度比他们的结果稍暗些，但暗端陡度非常接近。一般说来，早型的场星系光度函数暗端陡度为 $\alpha > -1$ （见文[16]），我们的结果也支持这一结论。

通过以上的比较，我们发现Abell2634中早型星系的光度函数与其它研究结果有一定的差别，但与场星系相比差别更加显著，很可能是由星系团的环境因素引起的。另外，从图2可以看出，Abell2634中心区域的198颗成员星系在B、V、R三波段光度函数的参数误差椭圆不尽相同，但整体的分布形态有些相似，其特征星等依次变亮。这是因为我们的样本中早型星系所占比例较大，而早型星系的光度分布（即SED）是按B、V、R顺序依次上升的。

星系的形态构成主要受当地引力环境因素的影响，因为不同环境下的星系，它们的形成和演化过程是不同的。加速的恒星形成以及星系的合并也可能增加星系团中心区域星系的亮度^[1]，并导致在高密度环境区域的亮星系要比低密度区域的星系亮将近5倍（约1.7个星等）^[18]。同时，冷暗物质模型（CDM）理论认为，亮星系是在起始密度场的高峰值处形成的，因而后来会优先地处于富星系团的中心区域^[19]。由于星系团成员星系的光度函数可能跟环境密度相关，我们认为不可能找到一套普适的团星系光度函数。

应该指出，我们样本中的星系光度是根据BATC的14色测光资料，利用测光红移技术计算得来的。该测光红移技术具有一定的系统误差，而这种误差的大小和规律值得在今后的光谱观测对比研究中获得。当然，我们的统计样本在暗端还不够完备，因为大量的暗星系是BATC多色测光系统所观测不到的。为了加强对团星系光度函数暗端的约束，我们的观测深度还有待提高。

参考文献:

- [1] Biviano A., et al, On the galaxy luminosity function in the central regions of the Coma cluster. 1995, *A&A*, 297, 610.
- [2] Lobo C., et al, Environmental effects on the Coma cluster luminosity function. 1997, *A&A*, 317, 385.
- [3] Sandage A., et al, Studies of the Virgo Cluster - Part Five - Luminosity Functions of Virgo Cluster Galaxies. 1985, *AJ*, 90, 1759.
- [4] Qirong Yuan, et al, Multicolor Photometry of the Galaxies in the Central Region of Abell 2634. 2001, *AJ*, 122, 1718.
- [5] Xu Zhou, et al, 15 colour photometry of Landolt SA95 standard star field. 2002, astro-ph/0209459.
- [6] Durret F., et al, Environmental effects on the galaxy luminosity in the cluster of galaxies Abell 496. 2002, *A&A*, 393, 439.
- [7] Durret F., et al, The rich cluster of galaxies ABCG 85 (IV. Emission line galaxies, luminosity function and dynamical properties). 1999, *A&A*, 343, 760.
- [8] Driver S. P., et al, Luminosity distributions within rich clusters - III. A comparative study of seven Abell/ACO clusters. 1998, *MNRAS*, 301, 369.
- [9] Adami C., et al, A turn-over in the galaxy luminosity function of the Coma cluster core ? 2000, *A&A*, 353, 930.
- [10] Beijersbergen M., et al: U-, B- and r-band luminosity functions of galaxies in the Coma cluster. 2002, *MNRAS*, 329, 385.
- [11] Phillipps S., et al, The Luminosity Distribution in Galaxy Clusters: A Dwarf Population-Density Relation ? 1998, *ApJ*, 498, L119.
- [12] Kajisawa M., et al, Subaru Observations for the K-Band Luminosity Distribution of Galaxies in Clusters near to 3C 324 at $z \sim 1.2$. 2000, *PASJ*, 52, 53.
- [13] Liske J., et al, The Millennium Galaxy Catalogue : $16 < B_MGC < 24$ galaxy counts and the calibration of the local galaxy luminosity function. 2002, astro-ph/ 0207555.
- [14] Mobasher B., et al, A Photometric and Spectroscopic Study of Dwarf and Giant Galaxies in the Coma Cluster. IV. The Luminosity Function. 2003, *ApJ*, 587, 605.
- [15] Christlein D. & Zabludoff A., Galaxy Luminosity Functions from Deep Spectroscopic Samples of Rich Clusters. astro-ph/0304031.
- [16] Driver S. P., et al, The Morphological Decomposition of Abell 868. 2003, *AJ*, 126, 2662.
- [17] Nakamura O., et al, The Luminosity Function of Morphologically Classified Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. 2003, *AJ*, 125, 1682.
- [18] Hüttsi G., et al, Luminosity function and density field of the Sloan and Las Campanas Redshift Surveys. 2002, astro-ph/0212327.
- [19] Frenk C. S., et al: Cold dark matter, the structure of galactic haloes and the origin of the Hubble sequence. 1985, *Nature*, 317, 595.

第四章 A399/A401 的动力学分析

§ 4.1 数据

A399 和 A401 是邻近的星系团 ($z \sim 0.07$), 很长一段时间以来就被认为是一对星系团, 并且可能已经有了相互作用历史^[1]。近来借助于 X-ray 卫星 *ROSAT* 高分辨率成像仪 (HRI ; High Resolution Imager) 的观测 (见文[2]), 发现了星系团 A399 的一个显著的线状结构, 而且该结构直指近邻近星系团 A401 的中心。Fabian 等认为这一结构该是 A399 / A401 这两个富星系团之间有过强烈相互作用的结果。研究这两个星系团成员星系的动力学, 对探求该系统由强烈相互作用导致的光学不规则性 (optical anomalies) 是很有意义的。

Hill 等^[3]做了关于 cD 星系团的巡天, 其中也包含了 A399 和 A401。基于 A399 / A401 星系团的 76 / 90 个成员星系, Oegerle 等^[4]对这一并合系统的动力学曾作过粗略的分析。

基于美国的河外星系数据库 (NED ; NASA/IPAC Extragalactic Database), 我们从中获得了 A399 / A401 这一天区的星系观测数据。在该星系团系统中心位置 (赤经 $2^{\text{h}}58.5^{\text{m}}$, 赤纬 $+13^{\circ}20'$) 邻近 100 角分的天区范围内共有 1331 颗星系, 其中仅 240 颗星系具有已知的光谱红移值, 其视向速度分布见图 1。我们可以看出, 视向速度处于 $18,000 \text{ km s}^{-1} < cz < 25,000 \text{ km s}^{-1}$ 这个范围的仅有 215 颗星系, 并集中于 $\sim 21,500 \text{ km s}^{-1}$ 处。这 215 颗星系应该属于 A399 / A401 这个双星系团系统。图 2 是这 215 颗星系的分布和面密度等强度图。

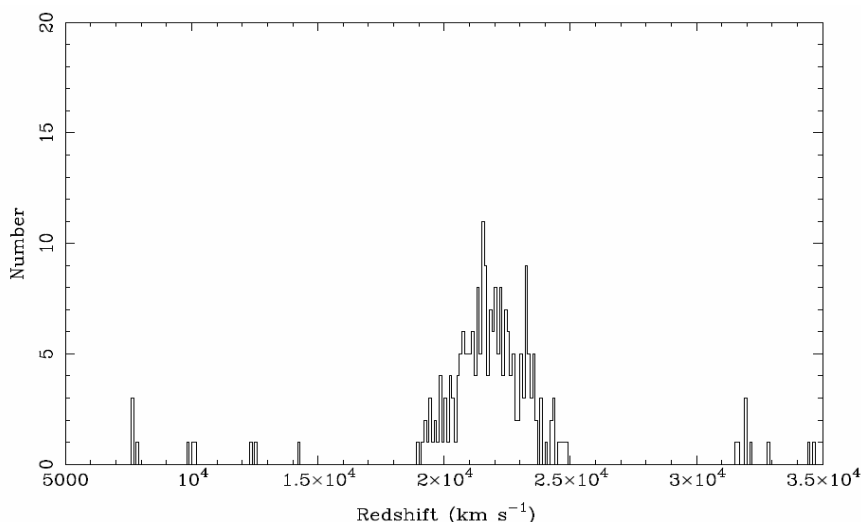


Figure 1. Velocity distribution of 240 galaxies with known redshifts.

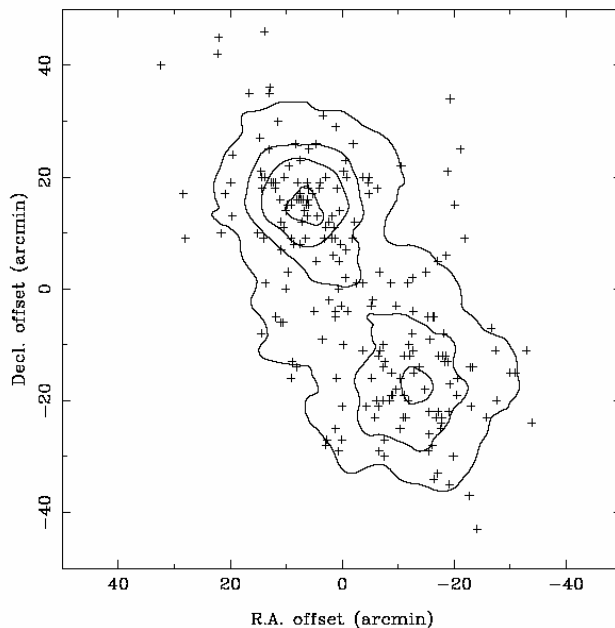


Figure 2. Spatial distribution for 215 member galaxies of A399 / A401 the binary cluster system.

§ 4.2 星系的成员判定

I. 速度的局域化结构

由于 A401 和 A399 的视向速度很接近，因而这两个星系团的成员星系仅是通过速度分布还是无法区分的。为了探索 215 颗星系整体在速度空间的子结构，我们运用 κ -test（详见第二章）方法来量化速度分布的局域变化。表 1 给出了对 215 颗成员星系运用 κ -test 所得到的结果，在所有情形下用于模拟的星系数目均为 1000 个。

从表 1 可以看出，探测该星系系统（215 颗星系）中的子结构最为有效的尺度是 $n = 10$ 。图 3 给出了由每个星系周围 10 个最邻近星系构成的局域视向速度分布与整体分布之间的偏离程度。由于每个星系处的泡泡大小正比于 $-\log[P_{KS}(D > D_{obs})]$ ，因而，越大的泡表示该处的局域视向速度分布与整体分布之间的偏离越大。

Table 1. Results of κ -test for 215 Member Galaxies in the Binary System.

Group size n	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12
$P(\kappa_n > \kappa_n^{obs})$	14.1%	18.3%	44.4%	42.6%	34.1%	17.0%	11.9%	6.8%	15.1%	14.5%

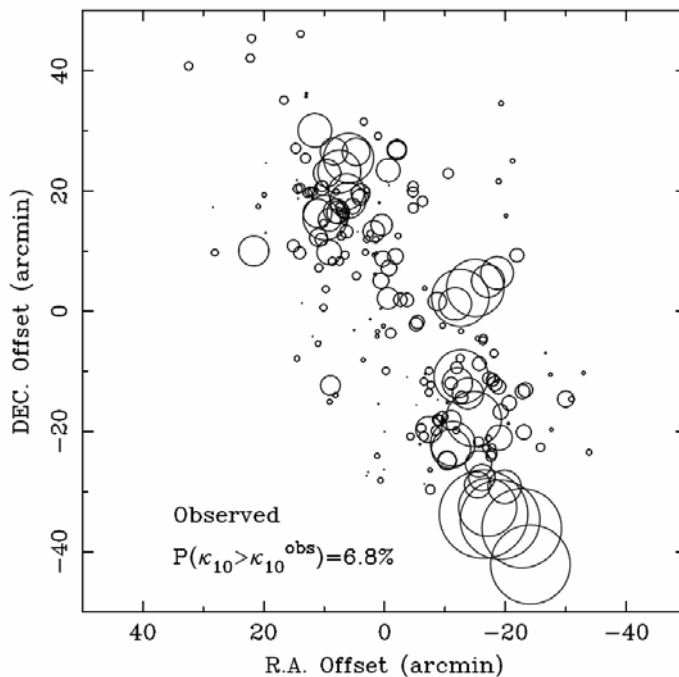


Figure 3. Bubble plot showing the degree of difference between the local velocity distribution for groups of 10 nearest neighbors compared to the overall distribution of the 215 known cluster galaxies.

II. 团成员的区分

在一个动力学平衡的星系团中，星系的空间分布和视向速度分布应该是趋向高斯分布的，与高斯分布的偏离就说明该星系团尚未达到完全的平衡，即可能有子结构存在，或者说其相空间分布存在着各向异性。一个双高斯分布暗示了两个在引力特征上截然不同的星系群的存在，这为进一步研究其动力学结构提供了重要线索。

从图 2，我们可以看出，星系整体上很明显的分成了两团。下面我们就将 KMM 算法（见本文第二章）用于三维数据（即星系在天空中的投影位置 x 、 y 和视向速度 v ），来判断星系究竟属于哪一个星系团。

我们首先输入各星系团的起始星系分配表或起始参数，通过迭代运算，得到最终的星系分配表和拟合参数。表 2 列出了我们所用的起始参数和星系分配以及通过 KMM 算法得到相应的最终结果： $\langle x_1, y_1, v_1 \rangle$ 和 $\langle x_2, y_2, v_2 \rangle$ 分别是 A401 和 A399 两星系团整体的平均位置和速度， $\sigma(x_1, y_1, v_1)$ 和 $\sigma(x_2, y_2, v_2)$ 分别是相应的标准偏差； f_1 和 f_2 是两团统计样本所占的百分比；表 2 同时还给出了 KMM 算法对整体星系分配方案的置信度估计。

Table 2. Results from the KMM Algorithm

Case	$\langle x_1, y_1, v_1 \rangle$	$\sigma(x_1, y_1, v_1)$	$\langle x_2, y_2, v_2 \rangle$	$\sigma(x_2, y_2, v_2)$	(f_1, f_2)	Rate (%)
Initial Parameters						
1	(5.9, 16.9, 22133)	(9.8, 9.9, 1208)	(-11.4, -15.7, 21536)	(9.8, 9.5, 1227)	(0.521, 0.479)	
2	(4.9, 14.9, 22099)	(10.2, 11.0, 1189)	(-12.7, -17.9, 21491)	(9.2, 8.0, 1254)	(0.586, 0.414)	
3	(4.9, 14.7, 22098)	(10.1, 11.2, 1185)	(-12.8, -18.0, 21486)	(9.1, 8.0, 1261)	(0.591, 0.409)	
4	(5.0, 16.8, 22126)	(10.5, 9.7, 1204)	(-10.7, -16.2, 21532)	(10.4, 8.9, 1232)	(0.53, 0.47)	
5	(5.8, 18.6, 22164)	(10.3, 8.7, 1233)	(-9.8, -14.3, 21561)	(10.6, 10.1, 1201)	(0.474, 0.526)	
6	(4.0, 14.6, 22080)	(10.7, 11.1, 1212)	(-11.7, -18.3, 21505)	(10.3, 7.7, 1234)	(0.595, 0.405)	
Final Parameters						
1	(5.0, 14.8, 22107)	(10.1, 11.5, 1188)	(-12.4, -17.0, 21495)	(9.2, 9.0, 1239)	(0.575, 0.425)	95.1
2	(4.9, 14.5, 22107)	(10.2, 11.7, 1185)	(-12.6, -17.3, 21479)	(9.1, 8.8, 1241)	(0.586, 0.414)	95.2
3	(4.8, 14.4, 22107)	(10.2, 11.7, 1185)	(-12.6, -17.4, 21477)	(9.1, 8.8, 1241)	(0.587, 0.413)	95.2
4	(5.0, 14.8, 22107)	(10.1, 11.5, 1188)	(-12.4, -17.0, 21494)	(9.2, 9.0, 1239)	(0.576, 0.424)	95.1
5	(5.0, 14.8, 22107)	(10.1, 11.5, 1188)	(-12.4, -17.0, 21495)	(9.2, 9.0, 1239)	(0.575, 0.425)	95.1
6	(4.9, 14.5, 22107)	(10.2, 11.7, 1186)	(-12.6, -17.3, 21481)	(9.2, 8.9, 1240)	(0.585, 0.415)	95.2

首先，我们粗略估计出每个星系团的中心位置、视向速度及方差矩阵（两个团的方差矩阵相同），并作为输入参数，由 KMM 算法自动判定星系的归属。第二轮计算的输入参数是以第一轮计算所得到的星系分配表作为输入参数的，其输出的星系分配表再作为第三轮计算的输入参数。我们发现，第三轮计算所输出的星系分配表和第二轮的完全相同，这表明 KMM 算法收敛的较好，同时该分配是较理想的。

然后，我们以星系团系统中心位置的赤纬为分界线，即把 $y > 0$ 角分 (arcmin) 的星系作为星系团 A401 的成员，其余的属于 A399，将这种星系分配表作为第四轮计算的输入参数。另外，我们还尝试了其它的星系分配方案，第五、六轮计算是分别把 $y = 5.0$ 、 $y = -5.0$ 角分 (arcmin) 作为两星系团的分界线，将所对应的星系分配表作为 KMM 程序的输入参数。随后，我们将以上三轮计算的输出结果进行迭代运算，所得的星系分配表和第三轮计算的结果是完全一致的，并且收敛得较快。在上述列出的六轮计算中，只有第一轮计算输入的是同方差参数，其余五轮均是输入异方差参数。通过 KMM 算法，我们最后得到有 88 / 127 颗星系属于 A399 / A401。图 4 和图 5 分别是对应于第三轮计算所输入的星系分配表的星系空间分布图及其速度分布图。

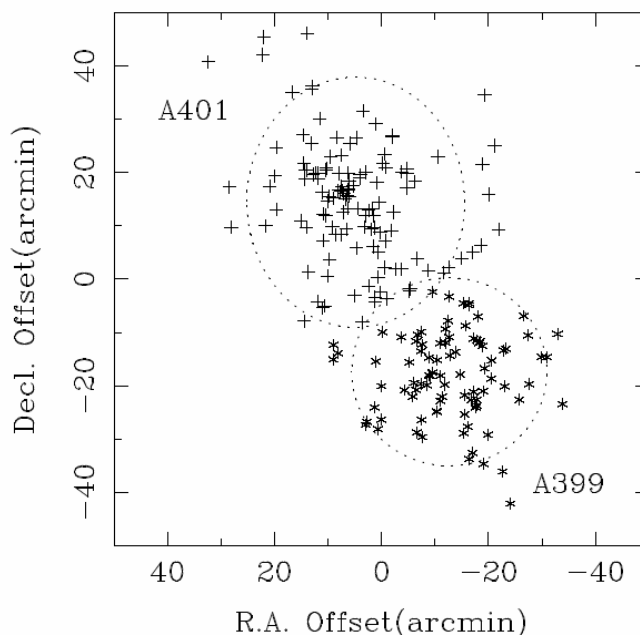


Figure 4. The projected positions for the member galaxies of A399 (denoted by asteroids) and of A401 (denoted by plus sign). The dotted ellipses are the 2σ contours of the fitted Gaussians.

我们同样对得到的 A399 / A401 的 88 / 127 颗星系分别运用 κ -test 方法来进一步搜索每个星系团在速度空间的子结构, 得到的结果分别见表 3 和图 6 (在所有情形下用于模拟的星系数目均为 1000 个)。对比图 3, 我们发现在这两个星系团中均无明显的速度子结构存在, 说明每个星系团都是一个较好的维里化系统, 从另一个方面也肯定了我们上述成员区分的正确性。

实践表明, KMM 算法在 A399/A401 系统的星系成员判定方面是非常有效的, 它是区分星系团系统中子团星系的强有力的工具。我们发现, 在选择同方差的情况下, 虽然起始输入的未知参数不同, 但是最后得到的结果都是完全一致的。另外, 我们对异方差输入的情况下 KMM 算法的收敛性质进行了研究, 发现输入不合理的初始参数, 可能得不到收敛的结果。总体上来说, KMM 算法的收敛速度与初始星系分配方案的合理性密切相关, 也和子结构的位置和视向速度弥散度的初始估计有关。

Table 3. Results of κ -test for 88 galaxies in A399 and for 127 galaxies in A401.

Group size n	2	3	4	5	6	7	8
$P(\kappa_n > \kappa_n^{obs})$ for A399	33.5%	8.7%	17.5%	56.7%	52.7%	57.1%	59.1%
$P(\kappa_n > \kappa_n^{obs})$ for A401	7.9%	59.4%	59.0%	87.3%	93.1%	87.6%	72.0%

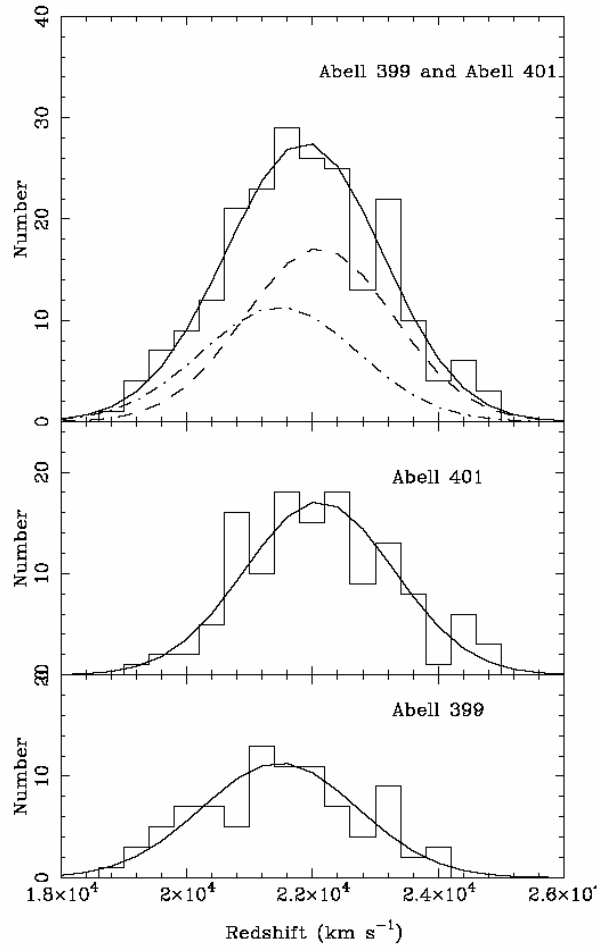


Figure 5. The velocity distributions for the galaxies in (from top to bottom) the entire binary system, A401, and A399, with the fitted Gaussians overlaid.

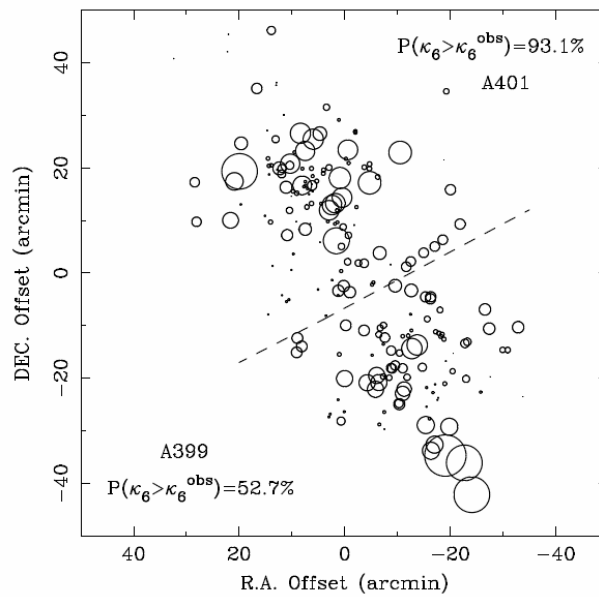


Figure 6. Bubble plots for groups of 6 nearest neighbors for 127 galaxies in A401 and for 88 galaxies in A399 respectively. The dashed line separates two clusters.

§ 4.3 星系团的动力学

以上我们通过 KMM 算法将 215 颗星系分成了两个大团 A399 / A401，其成员星系数目为 88 / 127。在这一部分，我们对 A399 / A401 这一系统运用两体引力模型（详见第二章）来研究一下其动力学状态。

I. A401 和 A399 的质量估计

一个星系系统质量的估算是一个精细的物理和统计问题^[5,6]。维里定理常用于估算星系团的质量^[7]。

假定星系团中的速度和空间分离矢量均是各向同性分布的（即在球对称的情况下），星系团的维里质量 M_{vir} 可通过下面的标准公式求得：

$$M_{vir} = \frac{3\pi}{G} \sigma_r^2 \langle \frac{1}{r} \rangle$$

其中， σ_r 是星系团的视向速度弥散，谐平均半径 $\langle 1/r \rangle^{-1}$ 由下式给出：

$$\langle \frac{1}{r} \rangle^{-1} = DN_p \left(\sum_{i>j} \frac{1}{\theta_{ij}} \right)^{-1}$$

其中， $N_p = N(N-1)/2$ 是星系团中星系对的数目； θ_{ij} 是星系 i 和 j 的角距离， D 是星系团的宇宙学距离。

通过以上的计算，我们得到 A399 / A401 两星系团的维里质量分别是 $2.003 \times 10^{15} h^{-1} M_{\odot}$ / $2.074 \times 10^{15} h^{-1} M_{\odot}$ 。

II. A399 / A401 系统的动力学模型

由 KMM 的分析结果，我们可得到 A399 / A401 系统两体模型（具体可参见本文第二章）的输入参数：投影距离 $R_p = 2.047 h^{-1} \text{Mpc}$ ， $V_r = 629.7 \text{ km s}^{-1}$ ；两星系团的总质量 $M = 4.077 \times 10^{15} h^{-1} M_{\odot}$ 。关于 A399 / A401 系统的相关参量在表 4 中给出。我们取 $t_0 = 2.0604 \times 10^{17} h^{-1}$ 秒（假定宇宙的平均物质密度参量 $\Omega_M = 1$ ，减速因子 $q_0 = 0.5$ ）。这样，系统的运动方程就可以通过确定投影角 α （作为 V_r 的函数）的迭代程序来解决。

简单的能量考虑就可以给定束缚轨道的界限（参见本文第二章 § 2.3）。图 7 是束缚与非束缚情况的区域 (α, V_r) 分布情况。在 $V_r = 629.7 \text{ km s}^{-1}$ ，图 7 告诉我们仅有束缚解。从运动方程的解来看，塌缩（collapsing / incoming）和膨胀（expanding / outgoing）模型都是允许的。由于投影角 α 的不确定性，存在两个

塌缩解：(a) $\chi = 3.7187 \text{ rad}$, $\alpha = 71.465^\circ$, $R_m = 7.007h^{-1} \text{ Mpc}$, $R = 6.4393h^{-1} \text{ Mpc}$, $V = 664.15 \text{ km s}^{-1}$; (b) $\chi = 4.9726 \text{ rad}$, $\alpha = 11.1581^\circ$, $R_m = 5.6183h^{-1} \text{ Mpc}$, $R = 2.6864h^{-1} \text{ Mpc}$, $V = 3253.98 \text{ km s}^{-1}$ 。而膨胀的情况只有一个解：(c) $\chi = 2.4036 \text{ rad}$, $\alpha = 79.3916^\circ$, $R_m = 12.7184h^{-1} \text{ Mpc}$, $R = 11.12h^{-1} \text{ Mpc}$, $V = 640.65 \text{ km s}^{-1}$ 。

Table 4. Properties of the A399 / A401 system

Parameters	A399	A401
z	0.07181 ± 0.00044	0.07366 ± 0.00036
$v_r \text{ (km s}^{-1}\text{)}$	21477.3	22107.0
$\sigma_r \text{ (km s}^{-1}\text{)}$	1240.9	1184.9
$\langle 1/r \rangle^{-1} \text{ (h}^{-1} \text{ Mpc)}$	0.594	0.674
$M_{vr} \text{ (} 10^{15} h^{-1} M_\odot \text{)}$	2.003	2.074

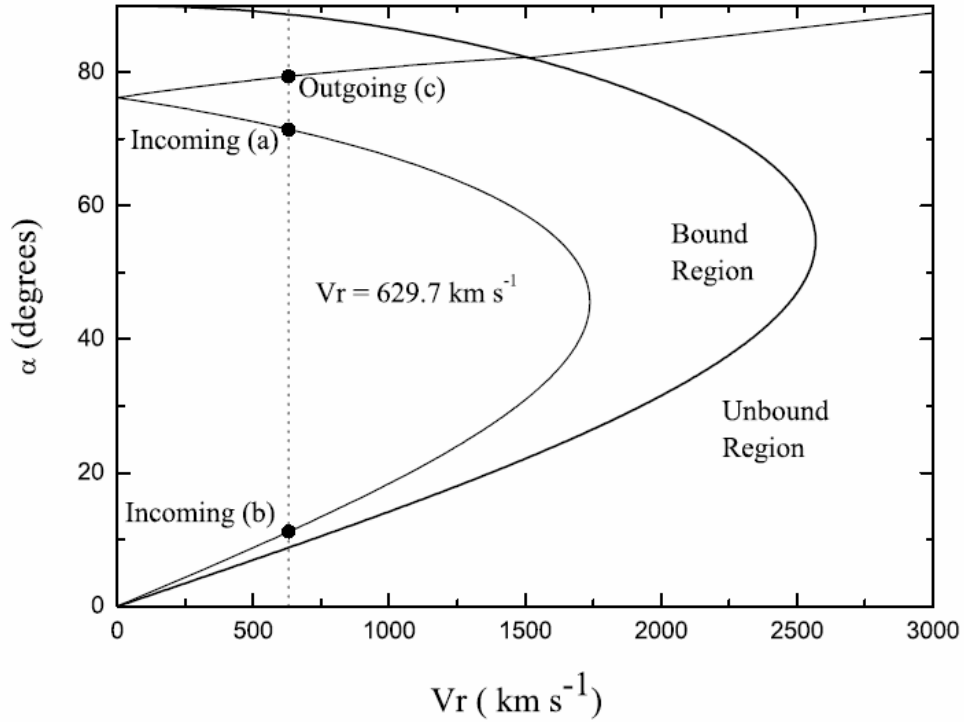


Figure 7. Projection angle α as a function of radial velocity difference V_r , given by the two-body model with $M = 4.077 \times 10^{15} M_\odot$, $t_0 = 2.0604 \times 10^{17} h^{-1} \text{ s}$. The bound and unbound regions are indicated. The filled circles represent the allowed solutions if the systemic radial velocity difference is taken to be 629.7 km s^{-1} ; from top to bottom, the bound-outgoing (c), and the two bound-incoming solutions (a) / (b).

§ 4.4 讨论与结论

以上我们通过两体引力模型, 得到 A399 / A401 系统运动方程在束缚条件下的两个塌缩解 (a) 和 (b) 以及一个膨胀解 (c)。对于塌缩模型, 系统已经分别在: (a) $t_a = 4.8134 \times 10^9 h^{-1}$ 和 (b) $t_b = 3.4564 \times 10^9 h^{-1}$ 年以前就达到了各自的最大膨胀距离。White^[8]的 N 体模拟表明: 子团形成于靠近最大膨胀距离的区域, 我们认为 A399 / A401 这两个团也已经分别存在至少 t_a 和 t_b 这么长时间了。

膨胀解 (c) 可能跟 N 体模拟的结果相矛盾。根据我们的模型, 系统仍需继续膨胀 $t_c = 5.3254 \times 10^9 h^{-1}$ 年, 方可达到一个最大的膨胀距离 $R_m = 12.7184 h^{-1} \text{Mpc}$, 然后才开始塌缩。现在的时间 t_0 与系统达到最大膨胀距离所需时间 t_m 之比为 $t_0/t_m \approx 0.55$ 。根据对文[8]中图 1 的分析, 我们并不预期该系统在这么早的演化阶段就出现大尺度的星系成团。同时, 如果给定最大的膨胀距离 $R_m \sim 12.7 \text{Mpc}$, 系统的动力学势必会受到邻近星系集团的影响。

我们可用下式^[9]来估算一下每个星系团的穿越时间 (crossing time):

$$t = D/\sigma$$

其中, D 是为每个星系团所包含球状区域的直径, σ 为其物理速度离散。对于该系统中的任一个星系团, 我们均取 $D \approx 2.047 h^{-1} \text{Mpc}$, $\sigma \approx 2080 \text{ km s}^{-1}$; 可得到 $t \approx 9.63 \times 10^8 h^{-1}$ 年。这样, 对于束缚的塌缩模型, A399 / A401 两团已存在了大约 3—5 倍的穿越时间。塌缩解 (a) 预言了两团在并合前还剩下大约 3 倍的穿越时间; 然而根据塌缩解 (b), 在 A399 / A401 两团还没有发生进一步的动力学演化前, 整个系统可能就塌缩了。另外, 如塌缩解 (b) 所示, 现在 A399 / A401 两团的真实相对速度很大, 已远远超过各个团内部的物理速度离散, 并且两团靠的很近, 它们该是已经开始并合了。这样, 我们好象正在看到整个星系团最后维里化过程的开始, 此时两体模型不太适用了。如果这个解是正确的话, 我们应该可以从 X-ray 表面亮度等强度图中发现一些畸变的痕迹, 这与 Fabian 等^[2]的观测结果相违背。经过上述分析, 塌缩解 (a) 很可能是一个正确的解。

Oegerle 等^[4]对 A399 / A401 系统的动力学分析认为, 该系统很可能是引力束缚的。从图 7 中我们可以看出, 如果该系统是非引力束缚的, 则投影角 $\alpha \leq 8^\circ.5$, 即轨道方向几乎和视线方向垂直, 这要求它们之间真实的相对速度必须满足 $V > 4000 \text{ km s}^{-1}$, 这将导致这两星系团以 $\sim 4 h^{-1} \text{Mpc/Gyr}$ 的投影速度快速分离。而现在两团仅相距 $\sim 2.0 h^{-1} \text{Mpc}$, 如果我们不是处在该系统演化的某个特殊时刻, 则该系统必定是引力束缚的。

因此，A399 / A401 系统的首选动力学模型为束缚塌缩模型 (a)。在该模型中，两星系团已于 $t_a = 4.8134 \times 10^9 h^{-1}$ 年前达到了其最大的膨胀距离 $R_m = 7.007 h^{-1} \text{Mpc}$ ，然后开始塌缩；现在该系统演化成的 A399 / A401 两星系团在空间的真实距离为 $R = 6.4393 h^{-1} \text{Mpc}$ ，投影角 $\alpha = 71.465^\circ$ ，并正以大约 $V = 664.15 \text{ km s}^{-1}$ 的相对速度靠近，将在以后的 $t \approx 3.1 \times 10^9 h^{-1}$ 年的时间内并合。

应该指出，如果两个子团曾经有过近距离的强烈相互作用，我们的两体模型中的相互作用时间必须满足 $t < t_0$ (参见 § 2.3)。由于我们无法得到准确的相互作用时间，影响了我们对两体问题的膨胀解作出更强的观测限制。

当然，我们用于研究 A399 / A401 系统动力学的两体模型还要受到如下因素的制约：(1) 两体模型忽略了系统本身可能具有的角动量以及两星系子团外部的物质，且并不考虑各个星系团内部的物质分布。这些物质分布在它们靠的很近快要并合的时候，将会变的非常重要起来。(2) White^[8]的 N 体模拟并没有考虑星系的吞并和巨星系的潮汐作用等，考虑这些因素可能会改变星系显著成团的时期。(3) 并不是所有的质量都包含在两个星系成团的区域内。如果有一部分质量并不象星系分布那样呈球状对称分布，那我们对系统的动力学分析可能就会有所差异。(4) KMM 算法得到的关于两体模型的输入量 R_p 和 V_r 可能与其真实值存在一定的偏差。因此，我们得到 A399 / A401 系统的动力学分析只是其真实情况在一系列假定条件下的近似。

参考文献:

- [1] McGlynn T. A. & Fabian A. C., Collisions between clusters of galaxies. 1984, MNRAS, 208, 709.
- [2] Fabian A. C., et al, A linear X-ray structure in the cluster A399: evidence of a past interaction with A401. 1997, MNRAS, 285L, 35.
- [3] Hill J. M. & Oegerle W. R., Dynamics of cD clusters of galaxies. I - Redshift data for seven clusters. 1993, AJ, 106, 831.
- [4] Oegerle W. R. & Hill J. M., Dynamics of cD clusters of galaxies. II: Analysis of seven Abell cluster. 1994, AJ, 107, 857.
- [5] Bahcall J. N. & Tremaine S., Methods for determining the masses of spherical systems. I - Test particles around a point mass. 1981, ApJ, 244, 805.
- [6] Wolf Richard A. & Bahcall John N. The Estimation of Masses of Individual Galaxies in Clusters of Galaxies. 1972, ApJ, 176, 559.
- [7] Peebles P. J. E., Physical cosmology. 1971, Princeton : Princeton University Press, phco.book.....P.
- [8] White S. D. M., The dynamics of rich clusters of galaxies. 1976, MNRAS, 177, 717.
- [9] Beers T. C., et al, Galaxy clusters with multiple components. I - The dynamics of Abell 98. 1982, ApJ, 257, 23.

第五章 总结与展望

本文主要研究分析了：(1) Abell 2634 中心区域 198 颗成员星系（包含 174 颗早型星系）在 B、V、R 三个波段的光度函数；(2) A399 / A401 系统的动力学。

在研究 Abell 2634 中心区域成员星系的光度函数时，我们选用 Schechter 函数、Gaussian 函数以及它们的线性组合对观测得到的光度函数用 χ^2 最小法进行了拟合，并且与其它研究结果进行了细致的比较。我们发现 Abell 2634 中成员星系的光度函数与场星系及其它富星系团存在明显的差异，这很可能是由星系团成员星系的形态构成以及本身的环境因素引起的。BATC 多色测光巡天观测还将覆盖更多的星系团，以后我们将形成更大的星系团成员星系样本，以深化这方面的研究。

我们运用 KMM 算法、 κ -test 统计方法和两体引力模型研究了 A399 / A401 系统的子结构和动力学问题。经过细致的分析讨论，我们选择了一种束缚塌缩模型。我们将在今后的星系团动力学研究中，引入更新的 BATC 观测资料，扩大成员星系样本，这将更加精确地获得各子结构的质量和速度信息。同时，我们还将结合 X-ray、红外波段的成像观测，对星系团的动力学演化历史进行分析。此项工作主要是为今后继续开展这方面的相关研究探索出有效的研究方法和手段。

致 谢

值此论文完成之际，回首已往的学习科研生活，虽然自己资质一般，勤奋不足，未有骄人的成绩，但在整个过程中，我承受了不少的关爱、鼓励和帮助。借此机会，我由衷的表达发自内心的感激之情和表示最诚挚的谢意！

首先，对我的导师袁启荣副教授致以衷心的感谢和崇高的敬意！非常荣幸，我在攻读硕士期间得到了袁老师的悉心指导和热心帮助。袁老师渊博的学识、敏锐的洞察力、深邃的物理思想和严谨求实的研究作风深深的感染着我，催我自新，使我进步，这也必将对我今后的工作和学习生活产生深远的影响。同时，袁老师还在生活上、工作上以及未来的前程上给予我关心、指点和鼓励。本文的完成，凝聚了袁老师大量的心血，在此表示衷心的感谢！

在三年攻读硕士期间，我也受到了不少老师的指导和帮助。我要感谢黄克谅教授、李晓卿教授、须重明教授、平加仑教授、张航副教授、杨仲侠副教授和卞维豪老师等，硕士阶段我能力的培养和提高与他们的教导和帮助都是分不开的。同时，也要感谢那些为我们研究生提供热心帮助和服务的教职员工！感谢南京师范大学物理科学与技术学院对我的精心培养！

感谢师兄巩龙岩、鲁希峰、朱朝曦、胡涛平、刘勇等以及师姐刘玉真、石红雨、黄霞、赵兴华、蒋耀妹、卢礼萍和罗青等；感谢这三年的同窗：周爱萍和沈卫华，同时也感谢两位舍友：宫衍香和宦海；感谢学友：张力发、沈成平、秦虎、李营、曹军以及陈波、朱新梅和庄辞；还有师弟李峰、濮兴庭、陈伟、尹海宏、张林、邓成荣和王慧等以及师妹赵丽芳、李庆芳和邹文娟等，与他们的相识，令人愉快，他们的关心、支持和帮助将使我终生难忘。

当然，我所取得的成绩也离不开我家人和亲戚对我的支持、理解和关心。父母供我读书、教我做人的道理，在我身上倾注了几乎是毕生的心血，姐姐也付出了很多。他们不仅给予我物质上的支持，而且给予我极大的精神支柱。

再次由衷的感谢所有关心、理解和支持我的人!!!