

文章编号: 1000-8349(2010)03-279-11



光锥中强引力透镜的数值模拟

高钢杰^{1,2}

(1. 中国科学院 上海天文台, 星系宇宙学重点实验室, 上海 200030; 2. 中国科学院 研究生院, 北京 100039)

摘要: 根据高精度宇宙学 N 体数值模拟输出的星系团以及星系团 X 射线光度和质量的经验关系: $L - M^{[4]}$, 在红移区间 (0.14, 0.3) 内构建了一个 X 射线波段流量限为 $3 \times 10^{-19} \text{J} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$ (如 Local Cluster Substructure Survey, 缩写为 LoCuSS^[1]) 的大质量星系团样本。利用高分辨率的 Ray-tracing 数值模拟对包含真实观测信息 (即红移、大小和形状) 的 COSMOS 背景星系源进行单个透镜的成像模拟, 并统计星系团不同投影方向的巨弧 (即 $L/W > 10$) 产生效率。依据数值模拟立方体的尺度建立观测光锥, 再根据光锥内不同红移区间所占立方体的体积比例用对应数量、红移的透镜对光锥进行随机填充, 通过平均它们的透镜效率, 最终计算得到光锥内的平均强引力透镜效率为 $3.22_{-1.47}^{+2.73} \times 10^{-2}$ 。

关键词: 宇宙学; 星系团; 引力透镜

中图分类号: P159 **文献标识码:** A

1 引 言

根据等级成团理论, 宇宙学参数, 如 $\Omega_{m,0}, \sigma_8$, 对宇宙大尺度结构的形成具有重大影响。X 射线观测选择的星系团位于质量函数的高质量端, 对宇宙学参数的依赖性更加明显。不同的宇宙学参数还会在很大程度上影响星系团的各种特性, 如大质量星系团的数密度、内部的物质聚集程度^[5-8]等。这种影响又将直接表现在强引力透镜的平均效率上^[9,10], 即在大质量星系团中发现大长宽比 (如 $L/W > 10$) 的巨弧状星系图像的概率。本文正是利用星系团的强引力透镜效率和宇宙学参数的密切关系, 试图将数值模拟中产生的大质量星系团的强引力透镜效率和实际观测中的发生率进行比较, 来探索限制宇宙学参数的方法。为了更好地与观测比较, 首先要尽可能准确地模拟目标观测 (如 Subaru 望远镜的 LoCuSS 计

收稿日期: 2009-12-04; **修回日期:** 2010-01-18

基金项目: 国家自然科学基金资助项目 (10533030, 10821302, 10878001); 973 项目 (2007CB815402)

划) 的各种选择效应, 比如观测光锥、X 射线流量限的星系团样本, 以及采用真实背景源星系的性质 (大小、形状和红移等)^[11]。

本文的重点集中在数值模拟方面, 主要讨论如何利用宇宙学数值模拟输出的星系团来构建 X 射线流量限的样本和观测光锥, 以及如何采用 COSMOS 星系图像数据和所选的星系团样本进行 Ray-tracing 引力透镜模拟, 得到光锥内星系团的平均透镜效率。

2 COSMOS 巡天背景星系

在 Ray-tracing 成像模拟中, 背景源采用的是 COSMOS 巡天中哈勃太空望远镜 (Hubble Space Telescope) 高级照相机 (Advanced Camera Survey) 观测得到的星系。我们用源抽取软件 SExtractor^[12], 对约 2 平方度天区的图像数据进行处理, 得到解析度高达 $0.05''$ 的星系图像, 它们非常适合应用于引力透镜的研究^[11]。为了更真实地模拟强引力透镜观测, 不仅需要准确的星系图像信息 (如大小、形状), 而且还需要重新实现背景星系图像在视线方向的分布情况, 这就需要得到星系的 (测光) 红移。星系的红移信息是将它的天球位置和 COSMOS 测光红移表中的位置相匹配得到的^[3]。该表只公布了 I 波段亮于 25 mag (AB 星等) 的星系的测光红移, 这对将被应用于引力透镜模拟的背景星系的数密度进行了限制。在应用于 Ray-tracing 模拟之前, 我们还必须对每幅图像做“掩蔽” (Masking), 去除那些不属于星系的图像 (如恒星) 以及那些星系因过于明亮而形成的“星芒”。此后, 我们还需要对所有星系形状进行分析, 进一步剔除长宽比大于 10 ($L/W > 10$) 的星系图像 (已被强引力透镜作用, 拉伸成巨弧状的星系像), 因为这些图像会被我们误认为是在强引力透镜观测模拟中产生的, 从而导致不准确的引力透镜效率。最后, 我们得到不同天区的, 边缘有部分重叠的约 600 幅图像。

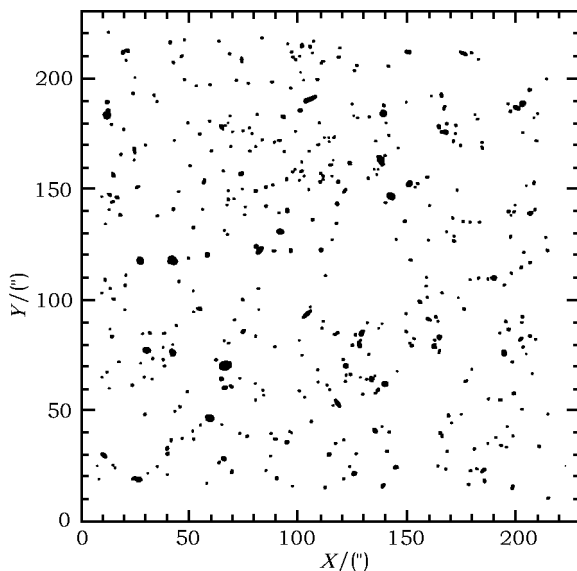


图 1 COSMOS 中哈勃望远镜中高级照相机 (HST/ACS) 一幅视场内的星系图像
图中每个黑点代表望远镜 CCD 的一个像素, 它的分辨率高达 $0.05''$ 。

每幅图像对应的天区尺度为 $4'.7 \times 4'.7$, 平均包含约 500 个已知红移和相对位置的星系。在保存数据的过程中, 每幅图像边缘都有一定的空白, 并有一定的倾角。我们通过旋转把图像边缘的空白尽可能地去除掉, 得到一幅如图 1 那样的图像, 并将每幅图像的星系数密度从原来的 500/22 平方角分, 提高到 500/15 平方角分, 即约 34/平方角分 (星系的红移、形状、大小的具体分布信息请参阅文献 [11])。在约 600 图像中, 随机挑选出 100 幅作为我们做 Ray-tracing 引力透镜模拟的背景源 (见第 5 章)。由于引力透镜效率受背景源红移的影响较大^[13], 我们将整个红移区间 $(z_l, 3]$ 分为大约 50 个小区间: 在红移 $(1.5, 3)$ 范围, 按照 $\Delta z/z = 0.1$ 来划分区间; 在红移 $(z_l, 1.5]$ 范围按照 $\Delta z/z = 0.05$ 划分区间, 其中 z_l 为透镜星系团所在的红移。依据星系的测光红移, 将落在每个红移小区间内的星系投影为一个源平面。在 Ray-tracing 的模拟中, 我们将对每一个源平面都进行 Ray-tracing 成像模拟, 这样可以得到更加细致准确的结果。图 2 是一个大质量星系团对一幅 COSMOS 星系图像中的某个随机区域进行强引力透镜作用后所成的像, 与原来的星系图像合并而成的比较图。从图 2 中, 可以清楚地看到星系团投影视线附近的各星系均被不同程度地放大和拉伸, 而且还可以发现有些图像已经被拉伸成了较大长宽比的巨弧。

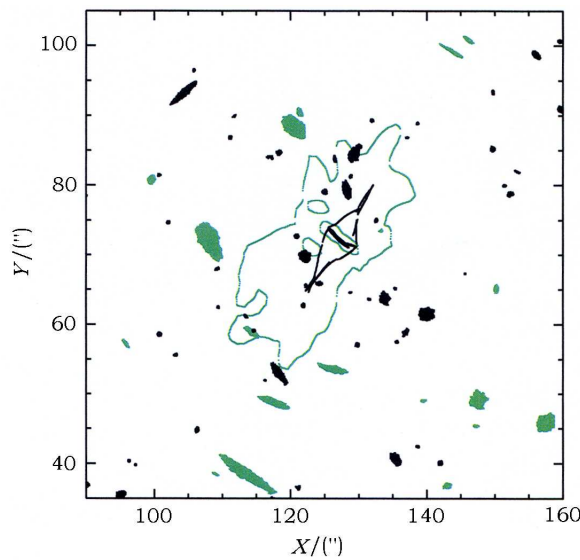


图 2 图 1 中部分星系 (黑色) 与其被前景模拟星系团引力变形所成像 (灰色) 合并的结果图
黑色曲线和灰色曲线分别代表透镜星系团的 caustics 和 critical 特征曲线。

3 N 体数值模拟

宇宙学的 N 体数值模拟是由矢量化并行的 P^3M 程序产生的^[14,15]。数值模拟中采用的是 Λ CDM (其中, $\Omega_{m,0} = 0.268$, $\Omega_{\Lambda,0} = 0.732$, 原初扰动谱指数 $n = 1$) 宇宙学模型。线性功率谱幅 $\sigma_8 = 0.85$, 它是从 CMBFAST^[16] 直接计算得到。数值模拟是在边长为 $600 h^{-1} \cdot \text{Mpc}$ 的立方体内完成, 其中包含了 1.024^3 个质量为 $1.5 \times 10^{10} h^{-1} \cdot M_{\odot}$ 的暗物质粒子。粒子与粒子

间引力作用的软化因子为 $30 h^{-1} \cdot \text{kpc}$ ，哈勃常数 h 为 0.71。

我们采用 FOF (friends-of-fiends) 寻找团的方法将临近的暗物质粒子聚集成团，即星系团。FOF 方法中粒子与粒子间的连接长度 b 采用经验值 0.2，即搜索临近粒子的最大范围为粒子平均间距的 0.2 倍。星系团的中心由团的势能最低点决定，星系团的维里半径通过球坍缩模型^[14,18,19] 计算得到，维里半径内粒子的总质量定义为星系团的维里质量，利用该质量构建 X 射线流量限的强引力透镜星系团样本。

4 X 射线流量限样本

Stanek 等人^[4] 在 Reiprich 和 Böhringer^[17] 之后，结合星系团自相似模型提出了更简单的 $L - M$ 经验公式：

$$L = L_{15,0} \rho_c^s(z) M^p . \quad (1)$$

其中， $L_{15,0}$ 是在红移 $z = 0$ 处质量为 $10^{15} h^{-1} \cdot M_{\odot}$ 的星系团的光度； $\rho_c(z)$ 是红移为 z 时的宇宙临界密度。从星系团的自相似模型出发，可以知道 X 射线光度随着宇宙临界密度变化的关系，即： $L \propto \rho_c^{7/6}(z)$ ^[20,21]。Stanek 等人^[4] 利用大型 X 射线巡天 REFLEX(天区范围 4.24 立体角) 的星系团样本，在 Λ CDM 宇宙学 ($\Omega_{m,0} = 0.24$, $\sigma_8 = 0.85$) 背景下得到各参量的拟合值，它们分别为： $p = 1.60 \pm 0.05$, $\ln L_{15,0} = 1.92 \pm 0.08$, $\sigma_{\ln M} = 0.21 \pm 0.06$ 。从式 (1) 得到光度的标准偏差， $\sigma_{\ln L} = p \times \sigma_{\ln M} = 0.34$ 。然而，我们采用的宇宙学模型 ($\Omega_{m,0} = 0.268$) 和他们采用的模型 ($\Omega_{m,0} = 0.24$) 并非完全相同，必须将各参数调整到我们的宇宙学模型下，特别是参数 p 。Stanek 等人还指出，参数 p 以 $p \propto \Omega_{m,0}^{1/2}$ 的形式依赖于宇宙学参数。因而，在采用的宇宙学框架下，参数 p 的值应该修正为 $p = 1.69$ ，得到从星系团质量转换到 X 射线光度的公式为：

$$L = L_{15,0} \rho_c^{7/6}(z) M^{1.69} . \quad (2)$$

把根据模拟星系团质量转换得到的光度函数和 REFLEX 的光度函数(文献 [22] 中图 1) 作了比较，两者在误差范围内符合得相当好(见图 3)，在高光度端，由于受数值模拟体积的限制，大质量的星系团数目比较少，导致随机涨落较大(如误差棒所示)。注意，为了便于比较两光度函数，采用了与他们一致的哈勃参数值， $H_0 = 50 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{Mpc}^{-1}$ 。

由于星系团离我们往往非常遥远，实际观测到的星系团 X 射线光度是经过宇宙学红移的。从本征 X 射线光度转换到实测光度需要经过红移改正，即 K 改正，

$$L_{\text{obs}} = K(z, T) L_{\text{rest}} . \quad (3)$$

其中， L_{obs} 和 L_{rest} 分别是观测到的 X 射线光度和其本征光度； $K(z, T)$ 即为 K 改正因子。在 REFLEX 星系团巡天中，K 改正因子的拟合公式可以表示为^[23]

$$K(z, T) = (1 + (1 + \lg[kT/5\text{keV}]) \cdot z)^{1/2} , \quad (4)$$

这里的 T 是星系团的温度，它可以从星系团的质量^[24] 利用经验关系：

$$kT = 6.5(h(z) \cdot M)^{2/3} \sigma_8^{-5/3} \text{ keV} \quad (5)$$

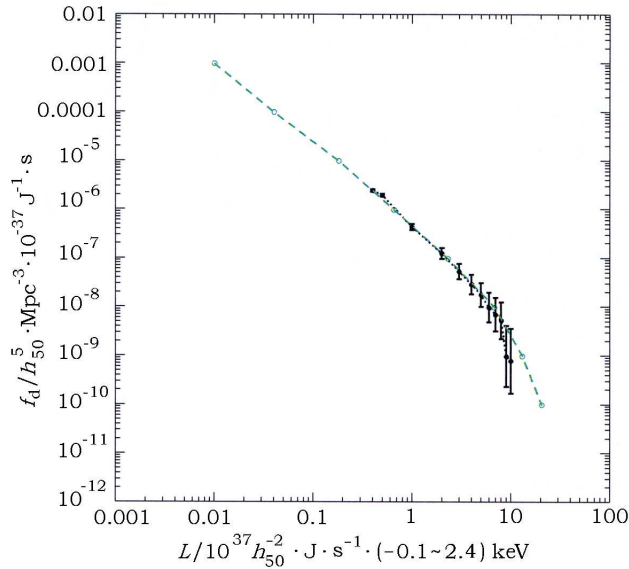


图 3 模拟星系团的 X 射线光度函数 (黑色点线) 和 REFLEX 观测结果 (灰色虚线) 的比较图

图中 REFLEX 的观测数据是从文献 [22] 的图 1 中读得的, 误差棒代表泊松误差。

得到。已知星系团的光度 L_{obs} , 通过把能量均匀分布到以光度距离为半径的球面上的方法, 可简单求得 X 射线流量 f :

$$f = \frac{L_{\text{obs}}}{4\pi d_L^2(z)}, \quad (6)$$

其中, d_L 是在假设宇宙学模型下星系团红移 z 处的光度距离。

根据 LoCuSS 星系团选择的 X 射线流量限, $3 \times 10^{-19} \text{J} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$, 从数值模拟的不同红移输出中选出在该流量限以上的星系团, 并由它们组成用于填充光锥的星系团母样本。具体做法如下: 在特定的星系团质量 M 和红移 z 下, 假设 X 射线光度的分布 p 满足对数正态分布^[4]:

$$p(L|M, z) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma_{\ln L}} \exp\left[-\frac{(\ln L - \overline{\ln L})^2}{2\sigma_{\ln L}^2}\right]. \quad (7)$$

从上述内容中, 得知光度自然对数的标准偏差 $\sigma_{\ln L} = 0.34$ 。LoCuSS 星系团的红移分布范围为 $[0.14, 0.3]$, 选择相似红移范围内的 3 个数值模拟输出, 它们的红移分别是 0.168, 0.229 和 0.293。在每个输出中, 按照方程 (2), 计算每个模拟星系团质量对应的平均 X 射线光度, 即: $\overline{\ln L}$ 。根据光度满足的对数正态分布, 随机产生该星系团的 X 射线光度。根据方程 (3) 和 (4), 对本征光度作相应的 K 改正, 得到观测者坐标系下的 X 射线光度。从已知星系团的红移计算对应宇宙学框架下的光度距离, 最后利用方程 (6) 得到它们的 X 射线观测流量。为了减少随机误差产生的影响, 进行了 1 000 次这样的随机过程, 挑选出超过 50% 概率满足流量限 ($3 \times 10^{-17} \text{J} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$) 的星系团组成用于构建光锥的母样本。它在 3 个红移区间, $[0.14, 0.1985)$, $[0.1985, 0.262)$ 和 $[0.262, 0.3)$ 内的数目分别为 139, 10 和 1。根据光锥内各部分的体积占数值模拟立方体体积的比例, 7.25%, 12.55% 和 12.76%, 得到所需填充的星系团数目分

别为 10, 1, 0, 将依据从母样本中挑选对应数量的透镜来构建模拟观测光锥。同时以流量限样本中星系团的最小质量 (即 $4.42 \times 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$) 为下限, 构建另外一个质量限的母样本, 用来模拟当观测样本仅以质量作为选择标准时的情况, 它在三个红移区间内的星系团数目分别为 139, 82 和 43。可以发现相对于流量限的样本, 该样本在红移区间 $[0.1985, 0.3)$ 中包含更多的较小质量的星系团, 导致两者的质量分布函数差别较大 (见图 4)。

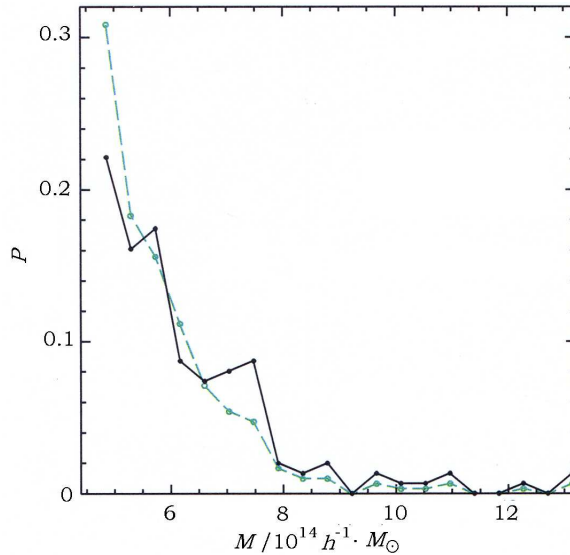


图 4 X 射线流量限样本 (黑色实线) 和质量限样本 (灰色虚线) 的质量分布图

图中约 7.5 处的峰正是由于 X 射线流量限样本对红移 $z = 0.229$ 处星系团在此峰附近约 7.0 处的质量截断造成的。

5 Ray-tracing 和模拟光锥中的强引力透镜平均发生率

在强引力透镜的数值模拟中, 采用了常用的 Ray-tracing 方法^[11,25]。它是研究背景源星系在通过透镜星系团的引力势后如何成像的一种方法。把数值模拟输出的星系团作为前景透镜, COSMOS 星系作为背景源, 用 Ray-tracing 的方法进行引力透镜成像的模拟, 可以来统计每次成像产生巨弧 (giant arc) 的平均数目, 即该星系团的强引力透镜效应效率。星系团的物质分布尺度相对于透镜与源之间的宇宙学距离是小量, 可以采用理想的“薄透镜”假设, 即星系团的所有物质都分布在同一平面内。星系团的物质分布并不是呈均匀的球形分布, 而是成三维椭球状分布^[14], 因而不同的投影方向可能呈现非常不同的二维平面物质分布情况, 从而直接影响透镜的强引力透镜成像几率, 这要求我们对不同视线方向的星系团强引力透镜效率分别进行考虑。

为了简化, 仅对星系团三个最具代表性的垂直方向 (x, y, z) 作物质分布投影, 构建不同的二维平面质量分布, 并对三个投影方向分别进行引力透镜数值模拟, 计算各个方向的成像效率。这三个方向的成像结果在实际统计处理中被视为三个独立星系团的引力透镜观测。随机从 COSMOS 的 575 幅中选取 100 幅作为代表, 把其中的星系作为背景源, 把每个投影方向

二维质量分布当成一个透镜, 对这 100 幅星系图逐一进行引力透镜成像。为了更有效地覆盖整幅星系图, 每个薄透镜分别对每幅星系图进行 10 个随机区域 (约几平方角分) 的成像模拟, 以充分利用每幅图上的星系图像数据。每个星系团因其质量、物质分布和投影方向的不同, 引力透镜效率差别很大, 这是引力透镜效率发生涨落的原因之一。另外, 由于引力透镜效率很大程度上依赖于背景星系的特性, 如红移^[11,13]、形状^[11]和数密度等, 这也是产生涨落的重要原因。为了有效地限制数值模拟中的随机涨落 (约 10%), 我们必须对每个投影方向至少进行 1 000 次引力透镜成像模拟。在 1 000 次模拟所成的图像中, 找出所有长宽比大于 10 的图像作为强引力透镜作用后所成的巨弧, 统计它的数目并除以总共的模拟次数, 得到该投影方向的平均透镜效率。

按照上面的方法, 对三个红移区间内的星系团母样本逐一进行引力透镜成像模拟, 得到每个星系团三个投影方向各自的引力透镜效率。这个过程需要耗费较多的计算时间, 因为需要进行大量的引力透镜观测模拟。流量限的母样本中共有 150 个星系团, 总计的模拟观测次数约为 5×10^5 ($150 \times 3 \times 10 \times 100 = 450\,000$)。根据各个红移区间内需要分布的星系团数目, 从上面构建的母样本里随机选取对应数量的星系团投影方向来构建模拟光锥。注意, 随机选取星系团的过程中, 把每个星系团的不同投影方向视为完全独立的, 即一个投影方向的引力透镜模拟等效为星系团一次实际观测。为了降低随机误差, 进行了 1 000 次这样的随机选取过程, 来构建模拟观测光锥, 并计算每个光锥中星系团的平均透镜发生率, 即光锥内每个星系团可以观测到引力透镜效应的几率, 结果如图 5 中的黑色曲线。发现模拟观测光锥内的平均引力透镜效应可以产生较大的涨落 (约 20 倍), 可以从约 0.01 个巨弧每星系团变化到约 0.18 个巨弧每星系团。在 1 000 次的模拟光锥构建中, 锥内星系团的平均引力透镜效率中位值约为 0.032 2, 从中位值向上、向下包括 68% 数据点的透镜效率分别为 0.059 5 和 0.017 5。

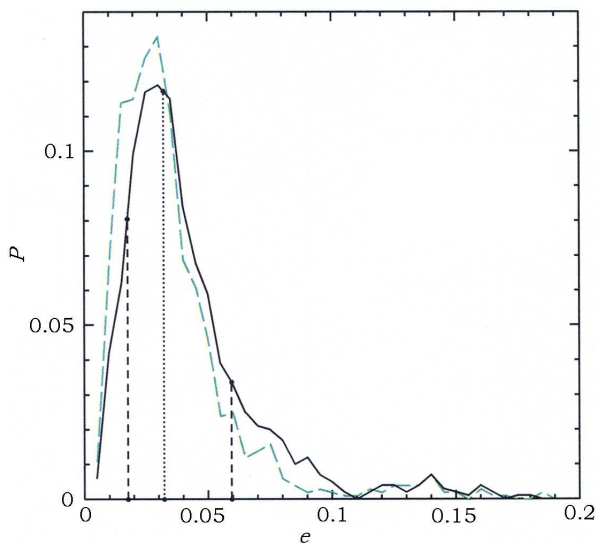


图 5 1 000 次观测光锥模拟构建的引力透镜发生几率分布图 (黑色实线)

黑色点线代表观测光锥内星系团强引力透镜效率的中位值, 黑色虚线代表 68% 弥散的上下限。灰色虚线是采用质量限星系团母样本时, 1 000 次模拟光锥构建后的引力透镜效率分布图。

另外, 将质量限样本作为母样本, 同样经过 1 000 次光锥的模拟实现, 得到了该种情况下引力透镜效率的分布, 如图 5 中的灰色虚线。即使在较高红移处 $[0.198\ 5, 0.3)$ 所需填充的星系团数目非常少, 两者的差别仍然可见。这说明根据 X 射线流量选的样本和星系团质量选的样本的平均引力透镜效率存在较大的差异, 需要在实际观测中区别对待。

6 总结与讨论

在假设的宇宙学背景框架下, 本文利用数值模拟输出的星系团质量和经验的 $L_X - M$ 关系, 得到特定质量下的星系团在 X 射线波段的平均光度。假设在固定的质量和红移处, 星系团的实际 X 射线光度有一定的弥散, 且满足对数正态分布, 依此对星系团的光度加入一定的随机涨落, 得到每个星系团对应的本征光度。由于光子在到达之前经过了宇宙学红移, 需要根据星系团的红移和质量对光度进行 K 改正, 把本征光度转换到观测者坐标系下的 X 射线光度。根据各个星系团的红移计算它们的光度距离, 在观测者坐标系下, 把光度均匀地分散到以该光度距离为半径的球面上, 得到观测量, 即 X 射线流量。为了以后更好地与观测作比较, 选择与 REFLEX 样本一样的 X 射线流量限, $3 \times 10^{-19} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$, 作为选择星系团样本的流量限制。在每个数值模拟输出中, 选取在这个流量限之上的所有星系团作为母样本。将这些星系团沿三个垂直方向分别投影为薄透镜, 利用 Ray-tracing 的方法对 COSMOS 中随机选取的 100 幅星系图中的背景源进行引力透镜成像模拟, 找出所有产生的巨弧 (giant arc), 即长宽比 $L/W > 10$ 的像, 统计每个投影方向的透镜成像效率 (每次模拟观测中产生的平均巨弧数目)。

数值模拟立方体边长的共动尺度为 $600 h^{-1} \cdot \text{Mpc}$, 将它放在红移 $z = 0.3$ 处的张角确定了模拟光锥大小, 张角约为 41° 。依据数值模拟输出之间的平均红移, 将红移范围为 $[0.14, 0.3]$ 的观测光锥分为三个区域, 即 $[0.14, 0.198\ 5)$, $[0.198\ 5, 0.262)$ 和 $[0.262, 0.3)$ 。至于每个区域需要填充的数目, 是根据光锥每部分占数值模拟立方体的体积比例来分配每个红移范围内的星系团数目。再用这三个数值模拟输出中的星系团不同投影方向作为独立的透镜星系团, 按照对应区域内所需选取的星系团数目来随机填充它们, 每一次填充即为一个模拟观测光锥的实现。统计光锥内透镜产生的巨弧数目, 得到模拟光锥内每个星系团的平均强引力透镜效率。通过 1 000 次的模拟构建, 得到光锥内平均的引力透镜效率为 $3.22_{-1.47}^{+2.73} \times 10^{-2}$ 。该方法可以用于模拟引力透镜观测, 把模拟中得到的引力透镜效率与观测样本 (如 LoCuSS) 中发现巨弧的几率作比较, 从而可以对宇宙学参数作一定的限制。

当然, 我们的工作仍然有许多可改进之处。在 Ray-tracing 时, 仅考虑了星系团内的质量在视线方向上的投影, 没有包括视线方向上星系团外的物质, 这个近似的处理方法本身将对引力透镜效率带来误差。根据 Dalal 等人 2004 年的研究工作^[28], 投影方向上的其他物质对大质量星系团的透镜截面的影响小于 5%, 该部分的影响基本可以忽略。LoCuSS 的观测样本是由 SUBARU 望远镜进行光学观测的, 它的 I 波段极限星等可以到 AB 星等 27 mag。由于测光红移信息的限制, 文中采用的 COSMOS 星系的极限星等只到 I 波段 25 mag。Gao 等人^[11]指出, 极限星等的不同对星系的大小、红移和形状分布影响较大, 从而直接影响引力透镜效率。例如, 更深的极限星等会增加高红移星系和较椭星系的比例 (如图 6, 7),

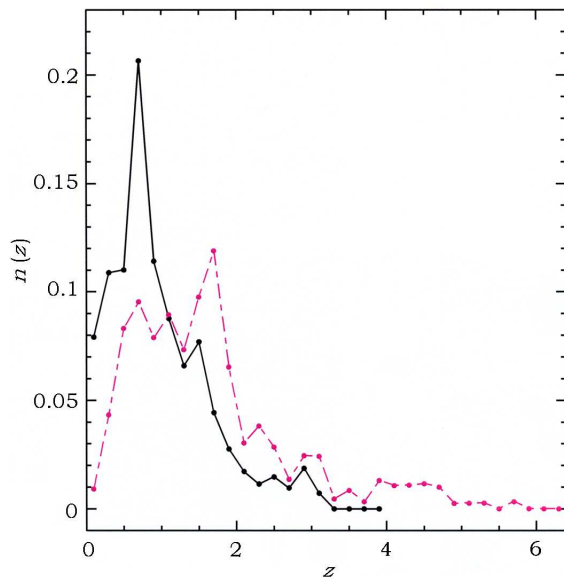


图 6 COSMOS 中 I 波段极限星等分别为 25 mag^[11](黑色实线) 和 27 mag(灰色虚线) 时, 两样本中星系的红移分布比较

即使在前景星系团物质分布不变的情况下, 两者的增加将促进巨弧的形成, 从而提高星系团的强引力透镜效率。但是, 这些影响的定量结果尚不是很清楚, 导致与观测结果比较时带来不确定性, 也给准确限制宇宙学参数带来困难。为了得到更准确的结果, 需要先把背景星系样本的极限星等加深到 27 mag。除此之外, 光锥构建的方法还可以作进一步的改进, 本文采用的

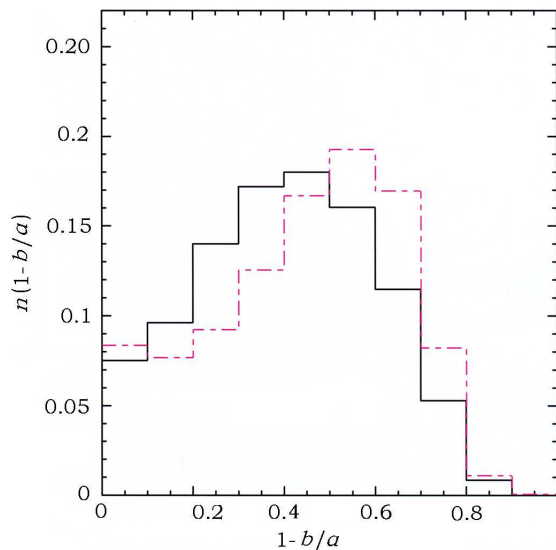


图 7 COSMOS 中 I 波段极限星等分别为 25 mag (黑色实线) 和 27 mag(灰色虚线) 时, 两样本星系形状分布比较

方法固定了光锥内星系团的平均数密度, 没有引入实际观测中星系团数密度涨落的因素。下一步的工作将主要从这两个方面着手改进, 以更真实地模拟强引力透镜观测中的各种选择效应, 从而对宇宙学参数做出准确的限制。

致 谢

本项工作中的强引力透镜的数值模拟是在上海天文台马普小组的服务器上运行的。感谢景益鹏研究员和毛淑德教授在此工作中提供的帮助, 林伟鹏研究员对服务器上大量数据的管理, 以及 Böhringer 提供的 REFEX 的光度函数数据。特别感谢审稿人提出的宝贵意见和建议。

参考文献:

- [1] Zhang Y Y, Finoguenov A, Böhringer H, et al. *A&A*, 2008, 482: 451
- [2] Koekemoer A M, Aussel H, Calzetti D, et al. *ApJS*, 2007, 172: 197k
- [3] Mobasher B, Capak P, Scoville N Z, et al. *ApJS*, 2007, 172: 117
- [4] Stanek R, Evrard A E, Böhringer H, et al. *ApJ*, 2006, 648: 956
- [5] Zhao D H, Mo H J, Jing Y P, Börner G. *MNRAS*, 2003, 339: 12
- [6] Neto A F, Gao L, Bett P, et al. *MNRAS*, 2007, 381: 1450N
- [7] Duffy A R, Schaye J, Kay S T, Dalla Vecchia C. *MNRAS*, 2008, 390L: 64D
- [8] Zhao D H, Jing Y P, Mo H J, Börner G. *arXiv*: 0811.0828
- [9] Li G L, Mao S, Jing Y P, Mo H J, Gao L, Lin W P. *MNRAS*, 2006, 372: L73
- [10] Fedeli C, Bartelmann M, Meneghetti M, Moscardini L. *A&A*, 2008, 486: 35
- [11] Gao G J, Jing Y P, Mao S, Kong X. *ApJ*, 2009, 707: 472
- [12] Bertin E, Arnouts S. *A&AS*, 1996, 117: 393
- [13] Wambsganss J, Bode P, Ostriker J P. *ApJ*, 2004, 606: L93
- [14] Jing Y P, Suto Y. *ApJ*, 2002, 574: 538
- [15] Jing Y P, Suto Y, Mo H J. *ApJ*, 2007, 657: 664
- [16] Seljak U, Zaldarriaga M. *ApJ*, 1996, 469: 437
- [17] Reiprich T H, Böhringer H. *ApJ*, 2002, 567: 716R
- [18] Kitayama T, Suto Y. *MNRAS*, 1996, 280: 638
- [19] Bryan G L, Norman M L. *ApJ*, 1998, 495: 80
- [20] Kaiser N. *MNRAS*, 1986, 222: 323
- [21] Arnaud M, Evrard A E. *MNRAS*, 1999, 305: 631
- [22] Böhringer H, Collins C A, Guzzo L, et al. *ApJ*, 2002, 566: 93
- [23] Böhringer H, Schuecker P, Guzzo L, et al. *A&A*, 2004, 425: 367
- [24] Evrard A E, MacFarland T J, Couchman H M P, et al. *ApJ*, 2002, 573: 7
- [25] Li G L, Mao S, Jing Y P, Bartelmann M, Kang X, Meneghetti M. *ApJ*, 2005, 635: 795
- [26] Fernández-Soto A, Lanzetta K M, Yahil A. *ApJ*, 1999, 513: 34
- [27] Vincent R A, Ryden B S. *AJ*, 2005, 623: 137
- [28] Dalal N, Holder G, Hennawi J F. *ApJ*, 2004, 609: 50

Strong Lensing Simulation in a Light Cone

GAO Gang-jie^{1,2}

(1. Key Lab for Research in Galaxies and Cosmology, Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Shanghai 200030, China; 2. Graduate School of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100039, China)

Abstract: Mock clusters from a high-resolution N -body simulation have been used to investigate the mean lensing efficiency in a light cone. The empirical relation between X-ray luminosity and cluster mass, i.e., $L - M$, is converted to the adopted Λ CDM cosmology to obtain the mean X-ray luminosity of the simulated clusters. Given a log-normal conditional probability distribution $p(L|M, z)$, the observational X-ray luminosity of the massive cluster can be well mimicked. According to the cluster redshift and the cosmology, the observed X-ray flux can be measured after the so-called K-correction. Chosen a certain flux limit, e.g., $3 \times 10^{-19} \text{J} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$ as in Local Cluster Substructure Survey (LoCuSS), a simulated flux-limited cluster sample which contains 150 clusters in total can be constructed from the simulation outputs in the redshift range of (0.14~0.3).

Clusters in this flux-limited sample are taken as foreground lenses to look at 100 randomly selected tiles of the background Cosmological Evolution Survey (COSMOS) galaxies, whose properties (i.e., redshift, size and ellipticity) have been well investigated in Gao et al. (2009). All these real source properties are included in the lensing simulation to pin down the uncertainties. Three representative lines of sight are explored for the strong lensing probability, which are aligned with the directions of the simulation box sides. For each of the three orthogonal projections of the clusters, 10 random regions among each source tile are lensed by foreground gravitational field. Since there are 150 clusters in the parent sample, 4.5×10^5 mock observations in total are carried out in the lensing simulation. The lensed images of L/W larger than 10 are considered as the giant arcs, which are counted to get the mean lensing efficiency for each projection.

Based on the scale of our simulation box, one can construct a 41° light cone, which is divided into regions in three redshift bins following the simulation output redshifts. The number of clusters needed to fill the light cone at different redshifts is calculated according to the volume ratios of the three regions to the simulation box. One thousand random selections of sample lenses are implemented to realize different observational light cones and the mean lensing efficiency averaged from all the simulated light cones is found to be $e = 3.22_{-1.47}^{+2.73} \times 10^{-2}$, which can be compared with the result in a real lensing observation, such as LoCuSS, once the number density of background galaxies is properly normalized. A mass-limited cluster sample is also generated for comparison. The difference of mass function and light-cone lensing efficiency distribution from these two samples has been clearly shown.

Key words: cosmology; galaxy clusters; gravitational lensing