

盘星系并合的数值模拟*

常 江^{1,2†}

(1 中国科学院紫金山天文台 南京 210008)

(2 中国科学院大学 北京 100049)

摘要 使用一系列的模拟, 包括了不同的轨道参数、主并合与小并合, 以及不同的恒星盘自旋角动量与轨道角动量的耦合方式, 来研究盘星系的并合过程中, 顺行交会和逆行交会对并合过程会产生怎样的影响. 这些影响包括并合时标、轨道形态、星系的恒星及暗物质成分剥离效率、星系的形态变化, 以及形成的潮汐结构等. 研究发现, 由于在并合过程的前期, 逆行并合的恒星剥离效率要明显小于顺行并合, 因此会形成小得多的潮汐结构. 但与通常认为的相反的是, 与顺行并合相比, 逆行并合并没有显著改变轨道形态和增大并合时标, 对恒星成分的剥离效率也没有显著的影响. 与顺行与否相比, 潮汐半径在小并合时, 卫星星系恒星成分被潮汐剥离的过程中扮演着更重要的角色, 潮汐半径与恒星盘标长相等时刻可以被认为是卫星星系恒星盘瓦解的时刻.

关键词 星系: 演化, 星系: 运动学与动力学, 星系: 相互作用, 方法: 数值

中图分类号: P157; **文献标识码:** A

1 引言

在 Λ CDM宇宙学模型中, 星系的并合在星系的形成和演化过程中扮演着非常重要的角色^[1-2]. 在并合过程中, 星系会在动力学摩擦的影响下, 逐渐地损失轨道动能和轨道角动量. 暗物质和重子物质成分在潮汐作用下被持续剥离, 形成潮汐结构^[3-6]. 同时, 一部分被剥离的恒星被抛射到星系际空间中, 这些恒星被认为是星系团中弥散星系际光(diffuse intracluster light)的起源^[7-8]. 星系间的交会与并合过程在剥离星系质量的同时, 对星系本身的形态和结构也会产生很大的影响, 如旋转支撑的星系盘被潮汐力扭曲和变形, 最终形成一个随机运动支撑的椭圆星系^[9]. 原初的矮星系在被大质量中央星系, 如银河系, 吞噬的过程中, 恒星质量被持续剥离, 剩余的恒星结构则被认为是矮球星系的起源^[10].

在星系形成和演化模型中, 上面所提到的星系并合过程中的轨道衰减、潮汐剥离和星系形态变化同样也扮演着非常重要的角色. 比如, 在红移 $z = 1$ 到当前时刻, 观测

2015-04-15收到原稿, 2015-05-12收到修改稿

*江苏省杰出青年科学基金项目(BK20140050), 科技部973项目(2015CM857003, 2013CB834900), 国家自然科学基金项目(11333008), 及中国科学院B类先导项目(XDB09010403) 资助

[†] changjiang@pmo.ac.cn

到的大质量中央星系的质量增长要小于 Λ CDM 的预测. 但是, 如果考虑到并合过程中, 一部分的恒星成分被剥离, 变得非引力束缚并抛射到星系外, 观测和理论就能较好地符合^[11–14]. 另外, 采用不同的轨道衰减时标和卫星星系质量剥离效率的半解析模型, 给出的星系形态、恒星与暗物质质量比、恒星形成率、星等颜色等多种统计学性质都有很大差异.

星系的并合过程受到多种因素的影响, Chandrasekhar提出了动力学摩擦公式, Lacey & Cole^[15]根据这个公式提出了后来广泛使用的星系并合时标. 然而这个时标仅考虑了轨道参数和卫星星系质量, 并且由于采用了过多的近似而仅适用于卫星星系质量远小于中央星系质量的情形. 实际上, 由于很难通过解析的方式给出星系动力学的精确表述, 更多关于星系并合过程的研究工作是通过N体数值模拟来进行的.

Jiang等人通过高精度的宇宙学模拟给出了并合时标的统计结果. 他们发现前面的理论公式低估了小并合的并合时标, 却又高估了主并合的并合时标. 通过拟合宇宙学模拟统计结果, 他们对前面公式进行了修正, 提出了新的基于星系质量和并合轨道参数的并合时标公式. 然而, 一些考虑到星系形态的N体数值模拟则发现, 不同的星系形态(盘星系、椭圆星系)对并合时标、星系形态演化和潮汐剥离效率都有重要的影响^[16–20].

自转星系的并合过程一直以来都是星系动力学研究的一个重要方向. 在一般的观点中, 当盘星系的自旋角动量与轨道角动量平行(顺行并合)时, 并合时标最短, 并合形成的潮汐结构最大. 而当自旋角动量与轨道角动量反平行(逆行并合)时, 并合时标会明显增长, 形成的潮汐结构也最小^[16–17]. Bournaud等^[18]通过了一系列的模拟, 发现逆行并合的并合时标比顺行并合长了约40%. 但他们模拟中对并合时标的定义—从模拟开始到两星系间距离小于5 kpc时并合完成—缺乏合理性. 相反的是, Villalobos等^[19–20]和Chang等^[21]则发现顺行并合与否对轨道衰减、并合时标和潮汐剥离效率几乎没有影响. 但由于他们的主要工作在研究不同的星系形态对并合过程的影响, 以及并合过程中星系形态的变化, 逆行并合仅作为参考, 而并没有深入研究. 本文通过进行一系列的N体模拟, 包括不同的轨道参数、质量比和质量分辨率, 以及星系自旋角动量与轨道角动量的不同耦合方式来研究盘星系的主并合和小并合过程中, 顺行交会与逆行交会对轨道衰减、并合时标、恒星和暗物质的剥离效率、潮汐结构的形成, 以及星系形态演化的影响. 这也是第1次使用合理的暗物质和恒星结构模型, 并通过高精度数值模拟对自转星系并合过程的系统性研究.

2 数值模拟方法

我们的工作主要研究星系盘自旋对并合过程的影响, 因此我们选取的都是盘星系模型, 初始条件的生成方式与Springel等^[22]中描述的过程相同. 并合过程的数值模拟程序为GADGET-3, 最后我们使用SUBFIND来寻找每一步输出中仍处于重力束缚的暗物质粒子和恒星粒子. 下面就是关于这3步更详细的描述.

2.1 初始条件

每一个星系都由一个暗物质晕(Dark Matter Halo)和中心的恒星盘(Stellar Disk)组成. 暗物质晕的模型使用的是Hernquist密度轮廓^[23]:

$$\rho_h(r) = \frac{M_h}{2\pi} \frac{a}{r(a+r)^3}, \quad (1)$$

其中, a 为特征半径, M_h 为暗物质晕的总质量. 这里我们要求, Hernquist 密度轮廓要与相同质量的 NFW 密度轮廓^[24]保持一致. 因此, Hernquist 密度轮廓的特征半径 a 与 NFW 的特征半径 r_s 就有如下关系:

$$a = r_s \sqrt{2[\ln(1+c) - c/(1+c)]}, \quad (2)$$

这里 c 为 NFW 的聚集度(concentration), 定义为 $c = r_{200}/r_s$, 而暗物质晕在半径为 r_{200} 球体内的平均密度为 200 倍宇宙临界密度.

我们用 Macciò 等^[25]文章中的聚集度-暗晕质量关系来为聚集度 c 赋值. 主星系暗物质晕的总质量为 $M_h \sim 10^{12} M_\odot$, 卫星星系暗物质晕质量为主星系的 1/8. 不同质量暗物质晕的自旋参数都为一个常数 $\lambda = 0.03$, 这也符合宇宙学模拟的结果^[26].

我们使用 Moster 等^[27]给出的暗物质-恒星质量关系来得到每个星系的恒星质量. 总质量为 $10^{12} M_\odot$ 和 $1.2 \times 10^{11} M_\odot$ 的暗物质晕分别含有占总质量 3% 和 1% 的恒星成分, 即在小并合中, 中央星系和卫星星系恒星成分质量比为 24:1. 恒星成分构成了旋转支撑的恒星盘, 有着指数形式的面密度和 Spitzer's 等温层的垂直结构. 其三维(3D)密度分布函数为:

$$\rho_*(r, z) = \frac{M_*}{4\pi z_0 R_s^2} \exp\left(-\frac{R}{R_s}\right) \text{sech}^2\left(\frac{z}{2z_0}\right), \quad (3)$$

这里 M_* 为恒星质量, R_s 为盘半径的标长, z_0 为盘的标高. 标长 R_s 通过盘的角动量 J_d 决定. 假设盘为严格的旋转支撑, 并且其厚度相对于半径可以忽略时, 我们得到:

$$J_d = j_d J = M_* \int_0^\infty V_c(R) \left(\frac{R}{R_s}\right) \exp\left(-\frac{R}{R_s}\right) dR. \quad (4)$$

这里假设恒星和暗物质晕有着相同的特征角动量, 所以有 $j_d = (M_*/M_h)$. 而盘的标高与标长之间的关系为 $z_0 = 0.2R_s$.

表 1 中给出了初始条件中星系的具体参数.

2.2 星系并合的轨道参数

每一个并合开始时, 两星系间距离都为中央星系(G)的维力半径(R_{200}). 中央星系的速度为零, 星系 2 的径向速度 V_r 和切向速度 V_ϕ 分别为 $V_r = v_r V_{200}$, $V_\phi = v_\phi V_{200}$, 这里的 V_{200} 为中央星系(G)的维力半径处的环绕速度. 根据宇宙学模拟中对星系并合时的轨道分布统计给出的最可几轨道^[28], 我们用 $(v_r, v_\phi) = (0.9, 0.6)$ 作为参考轨道, 此时偏心率 $e = 0.86$. 同时我们还研究了“更圆(主并合)”($e = 0.6$)和“更扁(小并合)”($e = 0.97$)的轨道. 之所以这样选取是因为主并合的并合时标很短, “更圆”的轨道能减慢并合过程, 以便观测到更多细节. 而小并合的并合时标很长, “更扁”的轨道能保证并合在宇宙年龄内完成, 并使潮汐瓦解过程更为剧烈.

表 1 初始条件中所用到的参数
Table 1 Parameters for the initial setting

Name ^a	G	GL	S	SL
Dark matter halo				
Viral mass ($M_{200}/10^{10} M_{\odot}$)	96	96	12	12
Viral radius (R_{200}/kpc)	160	160	80	80
Concentration (c)	6.8	6.8	8.3	8.3
Spin parameter (λ)	0.03	0.03	0.03	0.03
Number of particles ($\times 10^4$)	40	8	20	4
Softening (ϵ_h/kpc)	0.50	1.10	0.24	0.53
Stellar disk				
Mass ($M_{\star}/M_{200}$)	3%	3%	1%	1%
Disk scale length (r_s/kpc)	3.05	3.05	1.6	1.6
Number of particles ($\times 10^4$)	30	6	10	2
Softening (ϵ_s/kpc)	0.10	0.22	0.03	0.08

^a 这里“G”表示中央星系，“S”表示卫星星系，“L”表示低质量分辨率，下同.

我们一共考虑了4种并合过程: 1. 顺行-顺行并合; 2. 逆行-逆行并合; 3. 顺行-垂直并合; 4. 顺行-逆行并合, 分别对应的两星系盘自旋角动量与轨道角动量之间的夹角(θ_1, θ_2)为: 1. $(0^\circ, 0^\circ)$; 2. $(180^\circ, 180^\circ)$; 3. $(0^\circ, 90^\circ)$; 4. $(0^\circ, 180^\circ)$. 并合过程的时间分辨率为20 Myr. 各个并合中的具体参数请参考表2.

2.3 星系中各成分的剥离

在并合过程的每一步输出中, 我们都进行以下操作: 1. 通过粒子ID找出星系2的所有粒子, 并找到密度最高点作为星系中心. 2. 以星系中心为圆心, R_{core} 为半径的中心球内恒星粒子的平均速度作为星系2在当前时刻的速度. 3. 在中心球坐标系下计算每个粒子的重力势能(P)和动能(K), 当 $P < K$ 时, 该粒子即被标记为非重力束缚, 并从星系中移除. 4. 重复上述过程直到星系的剩余质量收敛. 当剩余粒子数小于50时, 我们就认为该星系被完全地潮汐瓦解. 被潮汐剥离的恒星和暗物质成分被中央星系吸积, 或者被抛射到星系外.

这里只有一个自由参数即中央球的半径 R_{core} . 我们取 $R_{\text{core}} = 0.5 \text{ kpc}$, 经过测试, 我们发现 R_{core} 在这个范围小幅度的变化并不会对结果产生太大影响.

表 2 轨道参数
Table 2 Orbit parameters

Major merger						
Orbit 1 (reference orbit)						
Name	GG11L	GG12L	GG11	GG12	GG13	GG14
(v_r, v_ϕ)	(0.9, 0.6)	(0.9, 0.6)	(0.9, 0.6)	(0.9, 0.6)	(0.9, 0.6)	(0.9, 0.6)
(θ_1, θ_2)	(0°, 0°)	(180°, 180°)	(0°, 0°)	(180°, 180°)	(0°, 90°)	(0°, 180°)
Orbit 2 (“more circular” orbit)						
Name	GG21L	GG22L	GG21	GG22		
(v_r, v_ϕ)	(0.6, 1.1)	(0.6, 1.1)	(0.6, 1.1)	(0.6, 1.1)		
(θ_1, θ_2)	(0°, 0°)	(180°, 180°)	(0°, 0°)	(180°, 180°)		
Minor merger						
Orbit 1 (reference orbit)						
Name	GS11L	GS12L	GS11	GS12	GS13	GS14
(v_r, v_ϕ)	(0.9, 0.6)	(0.9, 0.6)	(0.9, 0.6)	(0.9, 0.6)	(0.9, 0.6)	(0.9, 0.6)
(θ_1, θ_2)	(0°, 0°)	(180°, 180°)	(0°, 0°)	(180°, 180°)	(0°, 90°)	(0°, 180°)
Orbit 2 (“more radial” orbit)						
Name	GS21L	GS22L	GS21	GS22		
(v_r, v_ϕ)	(1.2, 0.3)	(1.2, 0.3)	(1.2, 0.3)	(1.2, 0.3)		
(θ_1, θ_2)	(0°, 0°)	(180°, 180°)	(0°, 0°)	(180°, 180°)		

3 结果与分析

3.1 主并合

在这一章中我们对3种不同的主并合形式(顺行、逆行、垂直)进行了研究. 图1显示了顺行并合和逆行并合的轨道. 左侧是参考轨道1, 对应 $(v_r, v_\phi) = (0.9, 0.6) \times V_{200}$, 右侧是“更圆的”轨道2, 对应 $(v_r, v_\phi) = (1.2, 0.3) \times V_{200}$, 相对于轨道1来说, 轨道2偏心率更小, 因此并合所需的时间更长. 显然, 对于轨道1来说, 星系的顺行与逆行对并合轨道几乎没有影响, 两星系经过3次交会后就完成了并合. 而对于偏率更小的轨道2, 顺行与逆行星系在经过第1次交会后轨道开始出现差异, 差异最大值约为5 kpc. 轨道的差异也影响了后来近心点与远心点的位置, 以及恒星和暗物质的剥离效率. 不过这些差异相对并合的整体过程来说都比较小, 在观测及半解析模型中都很难且没必要区分.

然而, 由潮汐剥离效应产生的星流(star stream)可以用来区分顺行并合与逆行并合. 如图2所示的星系形态演化, 上面3栏显示逆行并合过程, 下面3栏显示顺行并合, 3个时间为初始时、第1和第2次远心点时. 初始时两星系形态相同, 中心都有因盘不稳定性产生的小的棒状结构. 在经过第1次交会后到达远心点时, 对于顺行并合(下中), 潮汐力将恒星成分剥离, 形成明显的潮汐尾和潮汐桥. 但对于逆行并合, 恒星盘只是受到扰动使形

态变得不规则, 却没有形成明显潮汐结构. 在第2次到达远心点时, 顺行并合的星系产生的潮汐结构也是明显大于逆行并合的.

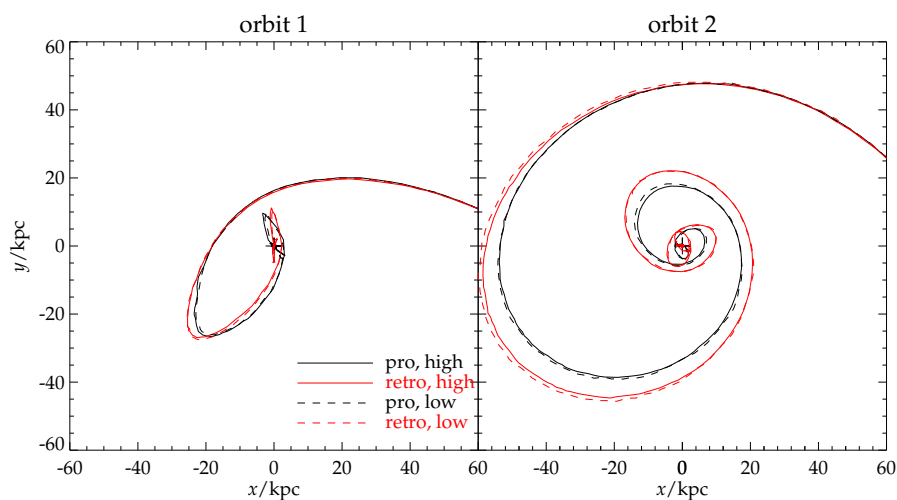


图 1 主并合中不同质量分辨率的星系顺行(黑色)与逆行(红色)交会时星系2的轨道. 左侧为参考轨道, 右侧为“更圆”的轨道. 实线为高分辨率, 虚线则为低分辨率.

Fig. 1 Orbits in major mergers for both prograde (black) and retrograde (red) encounters. The left panel shows the reference orbits, while the right panel shows the “more circular” orbits. Solid lines and dashed lines indicate the high mass resolution and low mass resolution, respectively.

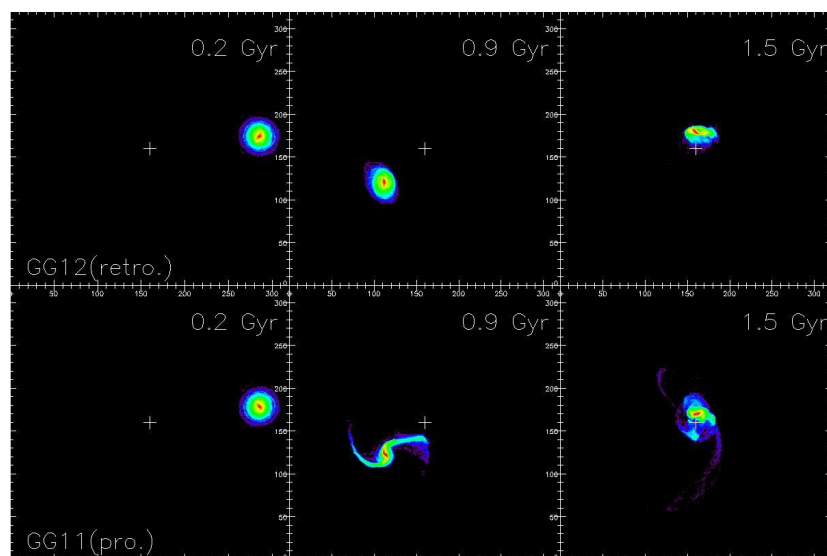


图 2 主并合时, 星系2在顺行(下)与逆行(上)交会过程中的形态变化和形成的潮汐结构. 3个时间分别为初始时、第1和第2次远心点. 中央的加号为星系1的中心点, 颜色表示恒星面密度, 每一栏的边长都为320 kpc.

Fig. 2 Time evolution of the stellar component of galaxy 2 in a major prograde merger (lower panels) and retrograde merger (upper panels). The three times are the beginning, the first and second apocenter time, respectively. Center crosses show the center position of galaxy 1. The color shows the stellar surface density, and the scale of each panel is 320 kpc.

这个原因就是Binney等^[4]所阐述的: 顺行并合时, 盘上的恒星处于共振态, 被持续拉进(靠近扰动体一侧的恒星)或持续推出(远离扰动体的恒星). 而在逆行交会时, 由于星系的自转方向与公转方向相反, 盘星被交替拉进和推出, 潮汐剥离的总体效应较小, 因此很难形成明显的潮汐结构.

图3定量地显示了顺行并合与逆行并合对轨道和潮汐剥离效率的影响. 当两星系第3次通过近心点(第3次交会)后, 两星系间距离为零, 并合完成. 而第3次通过近心点的时间分别为1.70 Gyr(顺行)与1.74 Gyr(逆行), 0.04 Gyr的时间差相对于2 Gyr的并合时标可以忽略. 对应的近心点距离为3.51 kpc(顺行)和2.47 kpc(逆行), 逆行交会更近一点. 这是由于顺行交会时恒星的剥离效率略高于逆行交会, 使得顺行交会时星系的剩余质量略小, 动力学摩擦正比于质量的平方, 因此也更小, 所以两星系间距离相对于逆行交会反而更大.

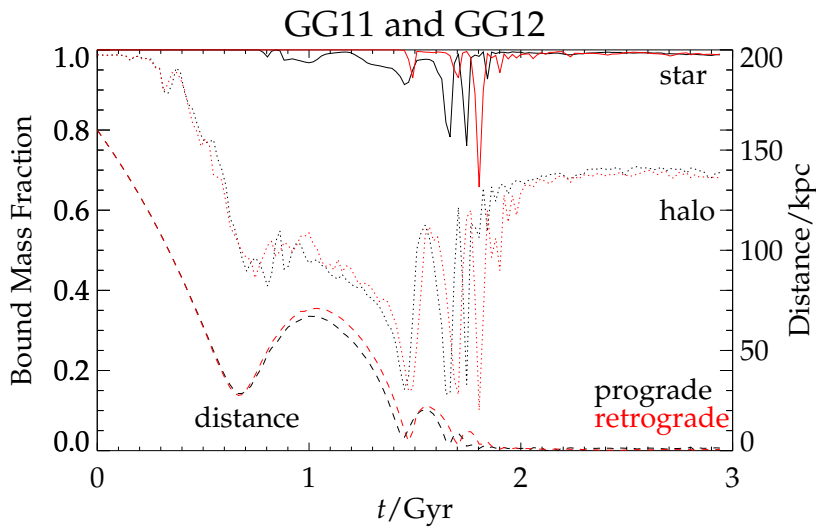


图3 参考轨道中顺行和逆行并合时, 星系间距离与星系2剩余束缚质量随时间的演化. 虚线为星系间距离, 点线为剩余的重力束缚的暗物质成分, 实线为剩余的重力束缚的恒星成分.

Fig.3 The distance between galaxies and remnant bound mass fraction of galaxy 2 as a function of time for both prograde (black) and retrograde (red) encounters in major mergers, with the reference orbit. The dashed lines indicate the distances between two galaxies. The dotted lines show the evolution of dark matter component confined by remnant bound mass, while solid lines show the evolution of stellar mass confined by remnant bound mass.

由点线和实线分别展示的是仍然被重力束缚的暗物质和恒星粒子质量分数. 可以看出, 暗物质晕在第1次交会前就被潮汐力剥离了一半的质量, 而此时恒星盘则几乎没有受到影响. 在经过第1次近心点后, 顺行交会形成的潮汐结构使恒星盘损失了一些质量. 在并合的最后阶段, 剧烈弛豫过程使得星系中的一些恒星获得很高的动能变得非重力束缚. 这些高速恒星在向星系势阱外运动时, 由于动力学摩擦损失能量而重新被重力束缚. 同样的过程也发生在暗物质晕的并合中, 最后形成的椭圆星系保留了绝大部分的恒星质量和大约70%的暗物质.

图4显示了在顺行并合(pro.)、逆行并合(retro.)和垂直并合(ver.)过程中星系盘面密

度的演化, 所采用的5个时间分别为初始和前4次远心点时刻. 可以看到, 由于潮汐扰动, 原初的指数盘在并合过程中, 都在中心形成了一个高密度的核球. 垂直并合由于恒星盘垂直于轨道平面, 指数盘受到较大的扰动, 恒星盘被明显的扭曲, 失去盘结构. 但整体来说, 3种并合对恒星盘面密度曲线演化的影响并不明显. 从剩余的恒星盘面密度分布很难区分3种并合, 尤其是顺行并合与逆行并合.

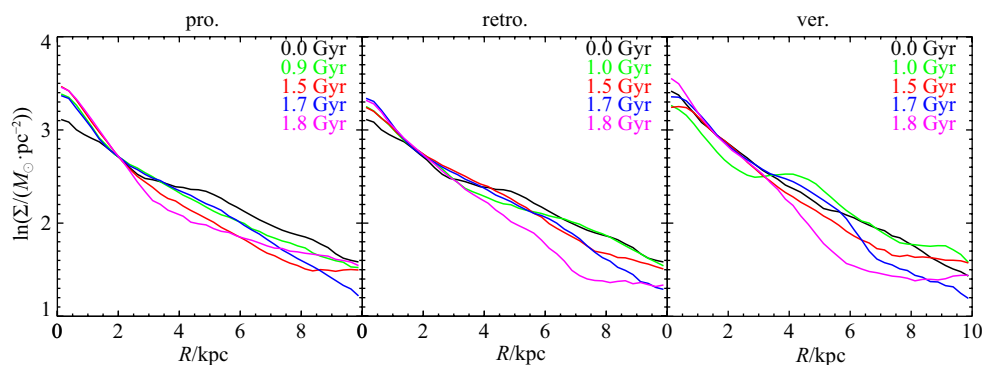


图 4 顺行、逆行与垂直并合过程中, 星系面密度随时间的演化. 5个时间为初始和前4次远心点时刻.

Fig. 4 The evolution of the surface density profile of stellar component for prograde, retrograde, and vertical merger (from left to right). The times used are the beginning and the first four apocenter times.

图5显示了3种并合过程中, 星系形态与潮汐半径的关系. 5个时间为初始和前4次近心点时刻, 在前两个时刻, 潮汐半径大于15 kpc, 因而没有在图中显示. 从第2次交会开始, 潮汐半径明显小于恒星盘的尺寸, 潮汐半径外的恒星被大量剥离. 在第2(~ 0.68 Gyr)、3(~ 1.50 Gyr)、4(~ 1.80 Gyr)次交会时, 星系剩余的仍在重力束缚下的恒星结构与潮汐半径都有密切联系. 因而, 我们认为, 在星系的并合过程中, 潮汐半径起着决定性作用. 当恒星和暗物质处于本星系的潮汐半径外时就会被潮汐力在很短的时间里迅速剥离, 并在扰动体的引力作用下流向扰动体的势阱, 形成潮汐结构. 由此也可以看出, 潮汐剥离与潮汐结构的形成是两个不同的阶段. 当星系相互靠近时, 即从远心点到近心点的交会过程中, 潮汐半径迅速变小, 潮汐半径外的粒子, 包括暗物质粒子和恒星粒子, 被潮汐力剥离, 成为非引力束缚粒子. 而当交会完成, 星系相互远离的时候, 这些被从原星系剥离的非引力束缚粒子在引力和动力学摩擦的共同作用下损失动能. 这些粒子中, 动能损失过大、动能小于原星系引力势能的一部分重新回流原星系, 使原星系的引力束缚质量增加. 另一部分动能仍然大于引力势能的、靠近另一星系的在引力作用下加速流向另一个星系, 形成潮汐桥; 背向另一星系的被潮汐力抛出, 形成潮汐尾.

这里我们只给出了以参考轨道进行的1. 顺行-顺行并合, 2. 逆行-逆行并合, 和3. 顺行-垂直并合结果. 同时我们发现4. 顺行-逆行并合, 和以“更圆”的轨道2进行的并合所得到的结果和上述3个并合过程所得到的结论相同, 即盘星系并合时的轨道角动量与恒星盘自旋角动量不同的耦合关系只影响潮汐结构的形成, 对轨道衰减和并合时标几乎没有影响, 决定恒星盘质量损失过程的是潮汐半径的演化, 因而这里不再赘述.

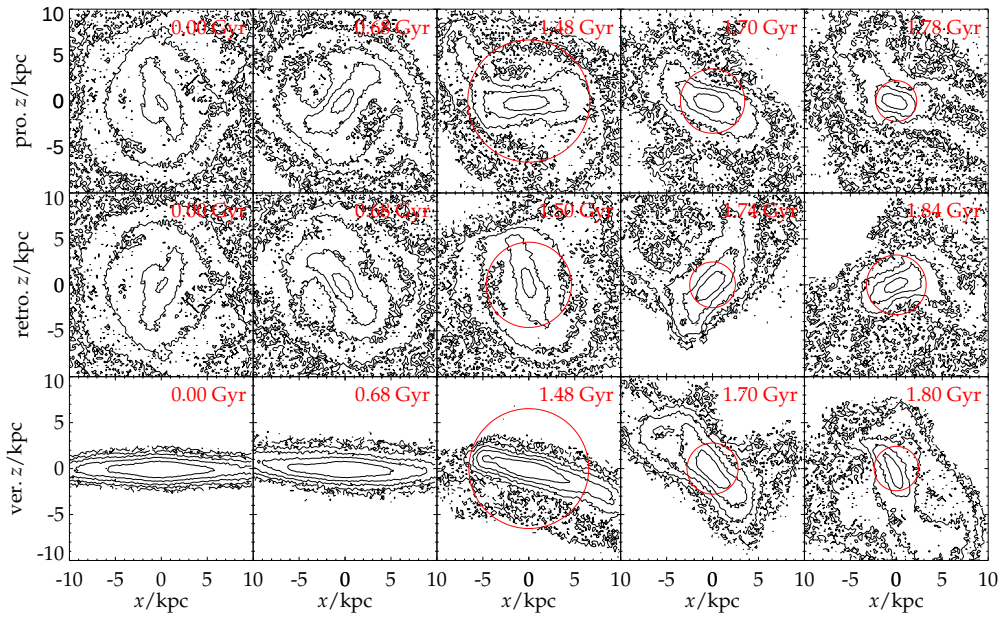


图 5 顺行(上)、逆行(中)与垂直(下)并合过程中, 星系形态随时间的演化. 5 个时刻为初始时和前 4 个近心点时刻, 红圈表示潮汐半径大小.

Fig. 5 Evolution of isodensity contours for prograde (up), retrograde (middle), and vertical (down) encounters. The times used are the beginning and the first four pericenter times. The red circles indicate the tidal radius.

3.2 小并合

在这一节里我们研究不同的并合轨道对小并合的并合过程及卫星星系的剥离效率和形态的影响. 和主并合一样, 首先在图 6 中给出了不同的初始轨道参数和质量分辨率下, 卫星星系的并合轨道. 通过和图 1 进行比较, 很容易发现小并合过程中顺行交会和逆行交会对并合轨道的影响要明显小于主并合. 两者的轨道只在经过了第 2 次远心点后才出现了可以分辨的差异. 考虑到主并合时, 星系中恒星成分占总质量的 3%, 而在小并合的卫星星系中, 这一比例仅为 1%, 我们由此可以得出: 由于恒星成分占总质量的比例很小, 而且聚集在引力势阱的中央, 所以恒星盘自身的动力学性质对并合轨道的影响很小. 这一结论不仅对于盘星系成立, Chang 等工作显示, 当初始轨道、两星系质量比、卫星星系的恒星成分质量分数都相等时, 恒星成分的形态(如盘星系、球状星系、盘+中央核球的星系)对轨道的影响都很小, 而且仅仅体现在第 2 次远心点后.

图 7 可以解释为什么这种差异仅体现在第 2 次交会后. 在经过两次交会后, 恒星成分几乎没有受到剥离, 但外围的暗物质则被剥离了约 80%. 此时星系盘的自旋角动量和轨道角动量的耦合开始对轨道产生较为明显的影响. 通过对比图 7 和图 3, 我们还可以发现在主并合过程中, 由于两个前身星系的质量相同, 引力势阱相同, 因此他们能有效地保护处于势阱中心的恒星成分不被剥离. 但在小并合过程中, 卫星星系的质量和引力势阱的深度都明显小于中央大质量星系. 因此当外围的暗物质被快速地剥离后, 中央的恒星盘在 1 Gyr (6–7 Gyr) 的时标内被迅速瓦解. Chang 等工作显示, 恒星盘开始被迅速瓦解的时刻, 是当潮汐半径 r_t 与恒星盘标长 r_s 相等的时候, 如图 7 中的箭头所示.

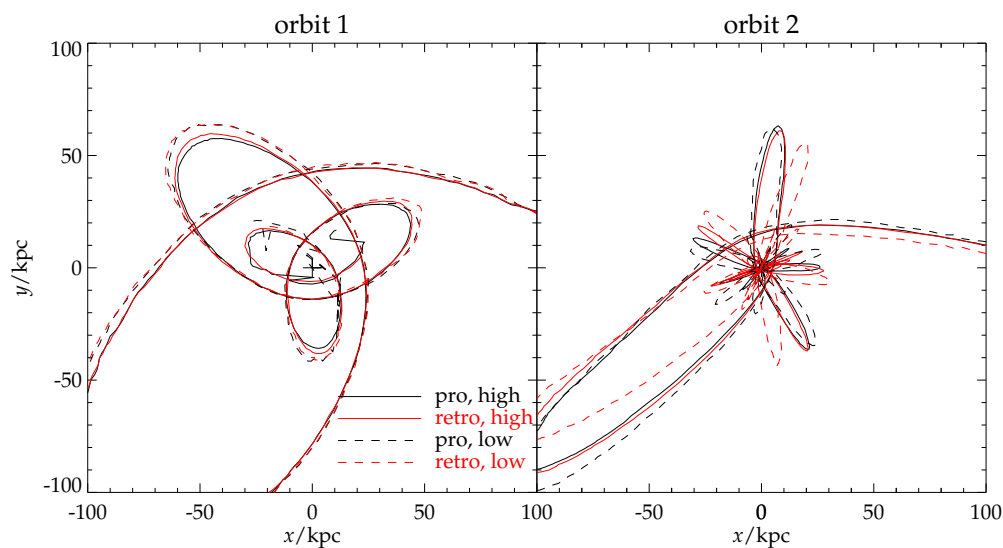


图 6 小并合时的卫星星系轨道, 其余同图1

Fig. 6 The same as Fig. 1, but shows the satellite orbits in minor mergers

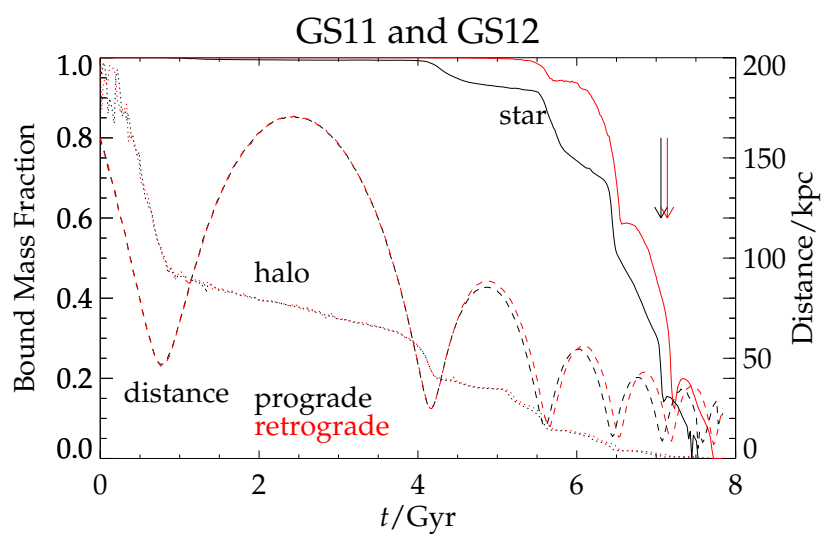


图 7 小并合时, 星系间距离和卫星星系剩余的引力束缚质量的演化. 箭头标记潮汐半径 r_t 等于恒星盘标长 r_s 的时刻, 其余同图3.

Fig. 7 The same as Fig. 3, but shows the evolution of distance and remnant bound mass for satellite galaxy in minor mergers. Arrows indicate the moment when tidal radius r_t equals to stellar disk scale length r_s .

和图5类似, 图8也显示了潮汐半径(红圈)与卫星星系剩余的引力束缚结构之间的关系. 对照图8和图7, 我们可以看到, 在第1次交会时(~ 0.77 Gyr), 恒星盘的质量都在潮汐半径内, 恒星盘受到的扰动很小, 质量几乎没有损失. 但顺行并合中的卫星星系恒星盘被潮汐力拉长成椭圆形. 注意由于我们的数值模拟的时间分辨率为0.02 Gyr, 这里第1次顺行交会的0.78 Gyr和第1次逆行交会的0.76 Gyr可以被认为是同一时刻. 在第2次交会时(~ 4.5 Gyr), 恒星盘的外围粒子处于潮汐半径外, 此时恒星盘开始被潮汐力剥离. 由于顺行交会的恒星盘已经被潮汐力拉长, 更多的恒星粒子处于潮汐半径外, 因此被潮汐力剥离的质量更大. 在第3次交会时(~ 6.15 Gyr), 潮汐半径已经明显小于盘的尺寸, 大量的恒星处于潮汐半径外, 迅速被中央星系的潮汐力拉出, 卫星星系的恒星盘开始被迅速瓦解. 在第4次交会时(~ 7.1 Gyr), 处于潮汐半径内的恒星质量已经很小了, 卫星星系的剩余引力束缚结构在下次交会到来前就被彻底瓦解.

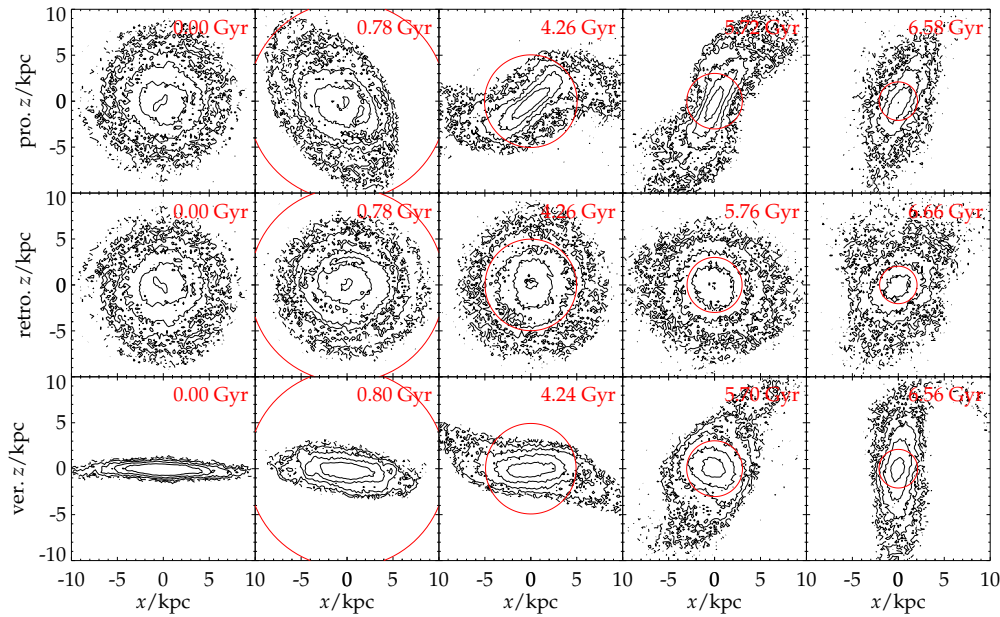


图 8 小并合时, 星系形态随时间的演化. 其余同图5.

Fig. 8 The same as Fig. 5, but shows the evolution of isodensity contours in minor mergers

小并合时, 顺行交会和逆行交会对潮汐结构的影响与主并合类似, 顺行并合在第2次交会后, 恒星被潮汐力拉出, 形成明显的潮汐结构. 而逆行并合则只在第3次交会后, 当暗物质质量损失超过80%, 恒星质量开始被大量剥离时才形成较为明显的潮汐结构. 我们测试了4. 顺行-逆行并合, “更扁”的并合轨道以及不同的质量分辨率, 发现这些模拟同样支持我们之前关于潮汐剥离过程的分析, 以及顺行与否并不影响轨道衰减和并合时标的结论.

4 结论

在本工作中, 我们使用一系列N体模拟来研究盘星系并合时不同自旋角动量和轨道角动量的耦合情况, 对并合时标、轨道衰减、潮汐剥离、潮汐结构, 以及盘星系形态的影响. 我们测试了4种耦合方式: 1. 顺行-顺行交会, 2. 逆行-逆行交会, 3. 顺行-垂直交会, 和4. 顺行-逆行交会, 以及不同的轨道、质量分辨率和并合质量比. 我们发现在主并合中, 1. 顺行交会相比逆行交会, 恒星盘质量更早地开始被潮汐剥离, 形成的潮汐结构也更大. 2. 但不同的交会方式对轨道衰减和并合时标几乎没有影响. 3. 决定恒星盘质量的损失更重要的是潮汐半径, 潮汐半径内的成分会基本上保持在重力束缚的状态, 而潮汐半径外的粒子会很快被潮汐剥离. 4. 由于主并合前身星系质量相同, 处于引力势阱中央的恒星成分很难被真正剥离, 形成的潮汐结构也会很快地回落到星系中. 5. 恒星被潮汐剥离与潮汐结构的形成是两个先后的过程, 前者主要发生在交会前两星系靠近的过程中, 后者则主要发生在交会后, 两星系相互远离的时候.

在小并合中, 我们发现: 1. 与主并合一样, 顺行交会与逆行交会相比, 生成的潮汐结构更大, 潮汐剥离开始得更早, 但对轨道衰减和并合时标几乎没有影响. 2. 由于卫星星系质量要小于中央星系, 卫星星系被潮汐剥离的物质会很快被中央星系吸积, 因此, 卫星星系的瓦解比中央星系更为剧烈. 3. 卫星星系恒星盘的瓦解过程在1 Gyr内完成, 逆行并合比顺行并合更快. 4. 卫星星系恒星盘瓦解可以用潮汐半径 r_t 与恒星盘标长 r_s 相等的时刻来定义.

盘星系轨道角动量与自旋角动量的耦合研究由来已久, 早期Toomre等^[16]在1972年和White^[17]在1979年都进行了富有启发性的模拟工作. 但由于他们的模拟中仅考虑恒星系统的并合, 缺失了外围起到重要作用的暗物质晕成分, 同时星系的动力学模型、质量分辨率等现在看来都不合理, 所以虽然他们对顺行并合和逆行并合进行了开创性的定性研究, 但并没有准确反映盘星系在并合中的质量损失过程. Bournaud等人的研究工作中对并合时刻的定义为两星系间距离等于5 kpc的时刻. 由此发现小并合(质量比10:1)时, 顺行并合比逆行并合快10%, 这一差异随着质量比的减小而增大, 在等质量主并合中达到40%. 对于他们的模拟中过于剧烈的并合过程, 如并合时标从3 Gyr(10:1的小并合)到1 Gyr(1:1的主并合), 这种并合时标的定义并不能真正反映并合过程的结束时刻.

Villalobos等和Chang等对顺行并合和逆行并合中得到的轨道衰减与质量损失过程与我们的结论一致. 通过使用Chang等关于潮汐半径的分析, 我们很好地解释了为什么顺行并合与逆行并合的质量损失过程基本相同.

我们的研究认为, 虽然盘星系在并合过程中, 自旋角动量和轨道角动量的不同的耦合方式在形成的潮汐结构上有着明显的差异, 但就轨道衰减和并合时标来说并没有差别, 对恒星质量剥离的整体效率的影响也很小. 这在半解析模型中可以很好地简化并合形式, 并给出一个更为合理的卫星星系恒星盘瓦解时刻: 当潮汐半径等于盘标长的时刻.

参 考 文 献

- [1] White S D M, Rees M J. MNRAS, 1978, 183: 341
- [2] Blumenthal G R, Faber S M, Primack J R, et al. Nature, 1984, 311: 517
- [3] Chandrasekhar S. ApJ, 1943, 97: 255

- [4] Binney J, Tremaine S. Galactic Dynamics. Second Ed. Princeton: Princeton Series in Astrophysics, 2008: 457-463
- [5] Jiang C Y, Jing Y P, Faltenbacher A, et al. ApJ, 2008, 675: 1095
- [6] Boylan-Kolchin M, Ma C P, Quataert E. MNRAS, 2008, 383: 93
- [7] Arnaboldi M, Aguerri J A L, Napolitano N R, et al. AJ, 2002, 123: 760
- [8] Zibetti S, White S D M, Schneider D P, et al. MNRAS, 2005, 358: 949
- [9] Barnes J E. ApJ, 1992, 393: 484
- [10] Peñarrubia J, Navarro J F, McConnachie A W. ApJ, 2008, 673: 226
- [11] Fontana A, Pozzetti L, Donnarumma I, et al. A&A, 2004, 424: 23
- [12] Monaco P, Murante G, Borgani S, et al. ApJ, 2006, 652: 89
- [13] Somerville R S, Barden M, Rix H-W, et al. ApJ, 2008, 672: 776
- [14] Kang X, van den Bosch F C. ApJ, 2008, 676: 101
- [15] Lacey C, Cole S. MNRAS, 1993, 262: 627
- [16] Toomre A, Toomre J. ApJ, 1972, 178: 623
- [17] White S D M. MNRAS, 1979, 189: 831
- [18] Bournaud F, Jog C J, Combes F. A&A, 2005, 437: 69
- [19] Villalobos Á, De Lucia G, Borgani S, et al. MNRAS, 2012, 424: 2401
- [20] Villalobos Á, De Lucia G, Murante G. MNRAS, 2014, 444: 313
- [21] Chang J, Macciò A V, Kang X. MNRAS, 2013, 431: 3533
- [22] Springel V, Di Matteo T, Hernquist L. MNRAS, 2005, 361: 776
- [23] Hernquist L. ApJ, 1990, 356: 359
- [24] Navarro J F, Frenk C S, White S D M. ApJ, 1997, 490: 493
- [25] Macciò A V, Dutton A A, van den Bosch F C. MNRAS, 2008, 391: 1940
- [26] Macciò A V, Dutton A A, van den Bosch F C, et al. MNRAS, 2007, 378: 55
- [27] Moster B P, Somerville R S, Maulbetsch C, et al. ApJ, 2010, 710: 903
- [28] Benson A J. MNRAS, 2005, 358: 551

Simulations on Disky Galaxy Merger

CHANG Jiang^{1,2}

(1 Purple Mountain Observatory, Chinese Academy of Sciences, Nanjing 210008)

(2 University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049)

ABSTRACT We do a series of simulations, including different orbit parameters, merger mass ratio, mass resolution, as well as different coupling of galaxy spin angular momentum and orbit angular momentum, to test how the coupling can affect the merger time scale, orbit property, tidal stripping, morphology evolution of stellar disk, and tidal structure. We find that since the tidal stripping efficiency in earlier stage of retrograde encounter is lower than that in prograde encounter, the retrograde encounter thus does form a much smaller tidal structure. However, contrary to popular belief, the retrograde encounter does not have a significant difference with the prograde encounter in merger time scale, orbit decay, and even in global tidal disruption. Comparing with prograde and retrograde, tidal radius plays a more important role in tidal stripping. The time when tidal radius equals to stellar disk scale length can be used to identify the moment when stellar disk is dramatically tidal disrupted.

Key words galaxies: evolution, galaxies: kinematics and dynamics, galaxies: interactions, methods: numerical