

文章编号: 1000-8349(2009)03-203-17



M33 的化学演化研究

王肖遥^{1,2}, 尹 君^{1,2}, 侯金良¹, 常瑞香¹

(1. 中国科学院 上海天文台, 上海 200030; 2. 中国科学院 研究生院, 北京 100049)

摘要: 作为本星系群中的旋涡星系之一, M33(NGC 598) 是验证星系化学演化理论不可多得的目标, 因为它具有适当的距离和角直径, 使得现今对其气体、恒星形成率 (*SFR*) 及丰度进行精细观测成为可能。该文首先对 M33 的盘建立了化学演化模型, 同时考虑了内落和外流的影响, 详细讨论了吸积和坍缩两种盘的内落模型。由于 M33 的质量较小、势阱较浅, 容易受超新星爆发等过程的影响而引发外流, 因此除了讨论内落时标的影响外, 文中还讨论了与 *SFR* 成正比的外流的作用。得到了 3 条主要结论: (1) 无论是坍缩模型还是吸积模型, 在内落时标较长的时候, 都可以给出较满意的结果, 说明 M33 是通过慢速吸积过程形成的; (2) 通过对 M33 的金属丰度研究表明, 外流必不可少; (3) 在采用较长的内落时标和引入外流后, 与银河系相似的修正 K-S 定律可以较好地重现各个观测约束。

关键词: 星系; M33; 演化

中图分类号: P157, P148 **文献标识码:** A

1 引 言

在过去的几十年里, 通过对本星系群星系的多波段观测^[1]、近邻星系的巡天^[2]以及冷暗物质宇宙学框架下的数值模拟^[3], 人们对旋涡星系的形成与演化有了深入的认识, 特别是通过恒星及气体云的丰度的观测, 使银河系的形成历史逐渐清晰。通过建立详细的化学演化模型, 人们就能演绎恒星形成历史、化学增丰过程以及星系盘的增长过程。例如, 在盘的演化模型中, 通过引入从晕到盘的气体内落过程, 人们可以解决“G 矮星问题”(即在太阳邻域内, 封闭模型预言了较多的贫金属星)。许多后续的研究表明, 在银河系的形成过程中, 内落具有非常重要的作用, 星系盘通过“由内而外”的模式形成, 即盘内部的内落时标短、而外部的虽

收稿日期: 2008-05-20; **修回日期:** 2008-08-03

基金项目: 国家自然科学基金资助项目 (10833005, 10821302), 973 资助项目 (No. 2007CB815402)

时标长。这已几乎成为所有旋涡星系化学演化模型的标准框架^[4,5]。

虽然在过去的几年里, 盘吸积物质的观测证据越来越多^[6], 但是在矮椭圆星系和蓝致密星系的化学演化模型中, 通常也会引入外流或反馈过程来解释气体含量较少这一观测特征^[7,8]。通常, 当星系质量小于某一特征质量时, 由于其势阱较浅, 金属和气体更容易逃逸出星系盘, 因而外流显得更为重要。Garnett(2002)^[9]指出这个特征质量相当于星系晕的旋转速率 $V_c \approx 125 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 的旋涡星系。Tremonti 等人 (2004)^[10] 利用 SDSS 巡天对大样本星系丰度和质量的统计工作也证实了这个结论。基于银河系的化学演化研究, 人们在一些基本上已达成了共识^[11]: (1) 内落是必要的, 而且恒星形成率 SFR 及内落时标都是随半径变化的; (2) 不需要改变初始质量函数 IMF 或者引入强星系风。由于银河系晕的 $V_c \approx 135 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ^[12], 所以还是和总体图景一致的。

M33(NGC 598) 是本星系群中的旋涡星系。为了解其恒星形成以及盘的建立过程, 最近越来越多的空间和地面观测为之展开^[13~20]。M33 是低光度的晚型旋涡星系, 由于它具有适当的距离和角直径, 人们能够对其气体、 SFR 及丰度进行全面的观测, 所以 M33 成为验证星系化学演化理论不可多得的目标。

本文对 M33 的盘建立了化学演化模型, 同时考虑了内落和外流的影响。除了坍塌模型 (e 指数形式的内落) 外, 本文还采用了慢吸积模型, 即内落速率开始时较低, 但随着演化进程而逐渐增加, 在达到峰值后又逐渐回落。由于 M33 的质量较小、势阱浅, 容易受超新星爆发等过程的影响而引发外流, 因此本文除了讨论了内落时标的影响外, 还讨论了与 SFR 成正比的外流的作用。笔者希望通过建立模型再现 M33 的各种观测特征, 从而了解其演化历史及形成过程。

本文中如无特别说明, SFR 、内落速率、外流速率均以 $M_\odot \cdot \text{pc}^{-2} \cdot \text{Ga}^{-1}$ 为单位。

2 M33 的观测特征

2.1 总体特征

M33 是本星系群中最小的旋涡星系 (Sc 型), 倾角 56° , V 波段总光度 $L_V \approx 5.5 \times 10^9 L_\odot$ ^[21]。用不同方法测得的 M33 的距离大多介于 $800 \sim 920 \text{ kpc}$ 之间, 最常用的值是通过观测造父变星周光关系得到的 840 kpc (即 $1' = 0.25 \text{ kpc}$)^[22]。M33 无显著核球, 中心无大质量黑洞, 旋臂结构较完整, 鲜有与外界系统相互作用的迹象。

与银河系相比, M33 是个低质量、低光度的旋涡星系, 总质量仅相当于银河系的 20%。由动力学模型得到的 M33 恒星盘总质量约为 $(3 \sim 6) \times 10^9 M_\odot$, 而观测得到的中性氢及分子氢总质量约为 $2.4 \times 10^9 M_\odot$ ^[23]。因此, M33 现今气体百分含量远高于银河系, 说明其演化还不充分。

通过测量 B 波段和 K 波段的表面亮度轮廓, Regan 和 Vogal(1994)^[24] 得到盘的标长分别为 1.9 kpc 和 1.3 kpc 。K 波段的光度主要来自于老年星的贡献, 较短的标长表明恒星盘中心聚度较高。而 Corbelli (2003)^[23] 等人通过对 CO 的观测, 得到分子氢的标长约为 2.5 kpc , 若加上中性氢, 则总气体面密度的标长约为 7.8 kpc , 远大于恒星盘的标长。这说明气体的分布比较延展, 特别是在盘的外部, 气体面密度远高于恒星面密度。

2.2 气体及 SFR 面密度径向轮廓

M33 的 HI 质量面密度数据一般来自 21 cm 谱线的观测^[23,25~27]。Corbelli 等人 (1997, 2003)^[23,27] 利用 21 cm 谱线测量了 HI 的分布和旋转速度, 得到分子氢总量约为 $2 \times 10^8 M_{\odot}$, HI 总量约为 $2.2 \times 10^9 M_{\odot}$ 。此外, Corbelli 等人 (2003)^[23] 通过建立模型得出了恒星及重子物质总质量面密度分布, 标长分别为 1.28 kpc 及 2.43 kpc。Rosolowsky 等人 (2007)^[28] 结合 Engargiola 等人 (2003)^[29] 及 Heyer 等人 (2004)^[15] 的工作, 并利用 45 m 射电望远镜观测, 给出了 H_2 分布。

本文采用了 Corbelli 等人 (2003)^[23] 的 HI 数据, 以及 Rosolowsky 等人 (2007)^[28] 的 H_2 数据。考虑到 He 的面密度约为 $(HI+H_2)$ 面密度的 1/3, 因此总气体面密度由 $1.33(\Sigma_{HI} + \Sigma_{H_2})$ 得到。如图 1 中的上图所示。同时, 重子物质总质量面密度分布采用了 Corbelli 等人 (2003) 的模型结果, $r_d = 2.43$ kpc。于是, 利用上面的气体质量面密度分布不难得到气体百分含量的分布。

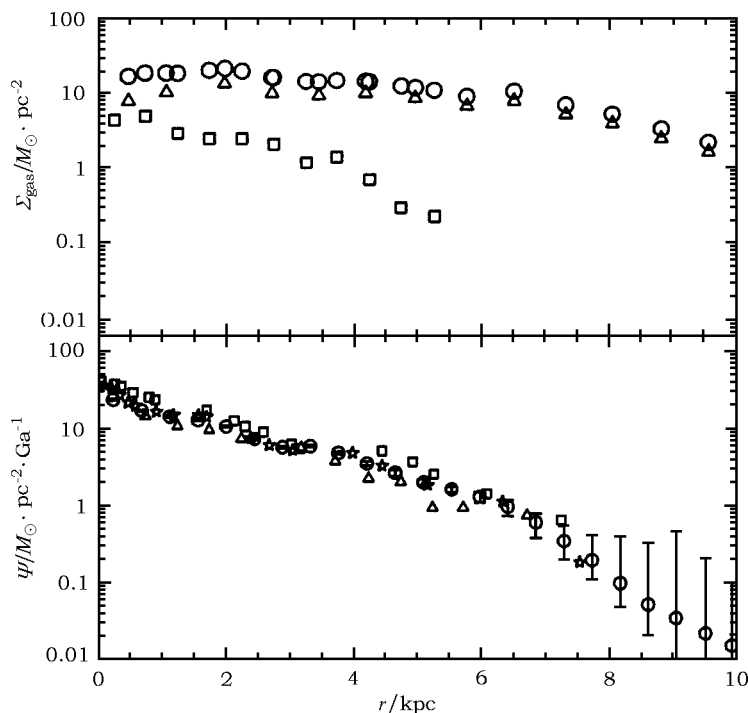


图 1 气体及 SFR 径向轮廓观测

上图为气体的面密度观测: 空心三角形为 Corbelli 等人 (2003)^[23] 的 HI 面密度观测, 空心方块为 Rosolowsky 等人 (2007)^[28] H_2 面密度观测, 空心圆圈为由上述 HI、 H_2 观测得到的总气体面密度 $1.33(\Sigma_{HI} + \Sigma_{H_2})$; 下图为恒星形成率 SFR 的面密度观测: 空心圆圈为 Boissier 等人 (2007)^[19] UV 波段观测所得, 空心三角为 Hoopes 等人 (2000)^[33] 通过 $H\alpha$ 观测所得, 空心方块为 Heyer 等人 (2004)^[15] 由 FIR 波段观测所得, 空心五角星为 Zasov 等人 (2006)^[32] 通过 UV 及 FIR 波段观测所得。

通过对射电、红外和紫外的观测, 人们已做了大量工作对 M33 的恒星形成率进行了测量。Engargiola 等人 (2003)^[29] 利用 HII 区的观测估计得出现今总的 SFR 为 $0.24 M_{\odot} \cdot a^{-1}$ 。Magrini

等人 (2007b) [30] 和 Gardan 等人 (2007) [31] 则得到总 SFR 为 $0.4M_{\odot}\cdot a^{-1}$ 和 $(0.3 \sim 0.7)M_{\odot}\cdot a^{-1}$ 。利用红外观测数据, Hippelein 等人 (2003) [14] 通过三种不同校正方法计算得到的总 SFR 分别是 0.33、0.35 和 $0.69 M_{\odot}\cdot a^{-1}$ 。Verley 等人 (2007) [20] 利用 Spitzer 观测得到 5 kpc 内总 SFR 为 $0.2 M_{\odot}\cdot a^{-1}$ 。Heyer 等人 (2004) [15] 则利用远红外流量计算了 SFR , 并拟合得到分子氢和总气体面密度的 Schmidt 指数 n 分别为 1.36 和 3.3。Boissier 等人 (2007) [19]、Zasov 和 Abramova(2006) [32] 通过 UV 与 FIR 观测得到了 SFR 的径向分布, 如图 1 的下图中所示。综合各个观测结果, M33 总的 SFR 在 $0.24 \sim 0.7 M_{\odot}\cdot a^{-1}$ 的范围内。

图 2 展示了在 M33 中观测到的气体与 SFR 面密度关系, 其中 SFR 为图 1 中多份观测数据的平均结果。可以看到 M33 与银河系及其他近邻旋涡星系类似, 气体与 SFR 有很好的相关性, 半径小的地方 (深色实心圆) 气体和 SFR 面密度都较高, 而半径大的地方 (浅色实心圆) 两者面密度都较低。图中实线标示了经典 K-S 定律 $\psi = 0.25\Sigma_{\text{gas}}^{1.4}$ 。显而易见, 经典 K-S 定律与 M33 的观测结果并不相符。

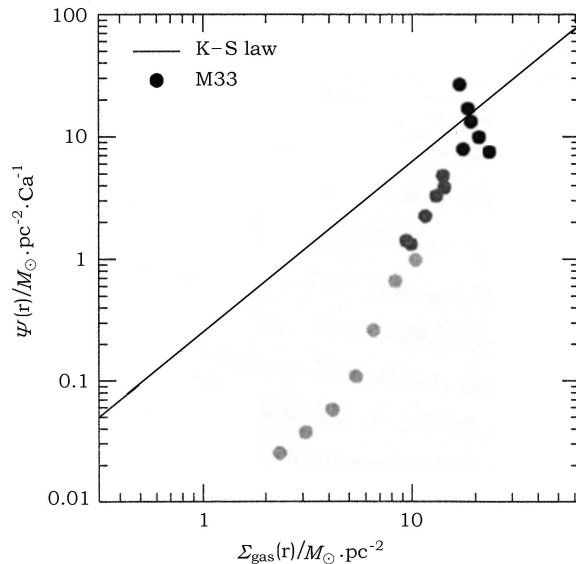


图 2 气体面密度与 SFR 面密度的关系

图中气体及 SFR 的面密度观测均来自图 1, SFR 为多份观测数据平均结果。深色实心圆为半径较小处, 而浅色实心圆为半径较大处。图中实线标示了经典 K-S 定律 $\psi = 0.25\Sigma_{\text{gas}}^{1.4}$ 的 SFR 面密度与气体的面密度关系。

2.3 金属丰度分布及丰度梯度

对化学演化来说, 丰度分布以及丰度梯度是很重要的观测量, 它包含了恒星形成和元素核合成的历史的信息 [34]。通过对 HII 区、B 型星 [35]、行星状星云 [36] 以及疏散星团 [37] 的观测, 银河系中已被证实存在丰度梯度, O 和 Fe 的梯度约为 $(-0.06 \sim -0.07) \text{ dex/kpc}$, 而 M33 也是最早被观测到存在金属丰度梯度的河外星系之一 [38]。

早期的初步观测表明, M33 似乎具有比银河系更陡的径向丰度梯度。基于 HII 区的光谱观测得到 O 的丰度梯度典型值约为 $(-0.11 \pm 0.02) \text{ dex/kpc}$ [39,40]。Willner 和 Nelson-Patel(2002) [41] 观测了 M33 盘中心距 $0.7 \sim 6.7\text{kpc}$ 的 25 个 HII 区域, 得到 Ne 的最佳拟合

的丰度梯度约为 (-0.034 ± 0.015) dex/kpc, 比前面得到的 O 丰度梯度平很多。由于 Ne 和 O 是 SN II 爆发产生的, 有着相似的核合成历史, 它们沿星系盘的丰度不应该有很大的差别, 除非观测有误, 或者星系盘在径向存在明显的物质交换。

最近, Crockett 等人 (2006) [42] 对 M33 距中心 $1 \sim 7$ kpc 的 13 个 HII 区域进行了光谱观测, 通过测定电子温度, 计算了其中的 O 和 Ne 丰度。他们得到的 Ne 的梯度为 (-0.016 ± 0.017) dex/kpc, 与 Willner 和 Nelson-Patel(2002) [41] 的结果一致。他们也计算了 O 的丰度梯度, 约为 (-0.012 ± 0.011) dex/kpc, 与 Ne 的梯度相吻合, 但显著小于之前的结果。

不同于上述小样本观测, Magrini 等人 (2007 a) [43] 及 Rosolowsky 和 Simon(2008) [44] 均利用较大的 HII 区样本对 M33 的丰度分布进行了研究。通过观测 72 个源的发射线, Magrini 等人 (2007 a) [43] 得到在 $2 \sim 7.2$ kpc 内的 O 丰度梯度为 (-0.054 ± 0.011) dex/kpc。结合上述由 HII 区和年轻星得到的 O 丰度, 他们给出了双斜率的丰度梯度: 中心区域 ($r \leq 3$ kpc), -0.19 dex/kpc; 外部区域 ($r \geq 3$ kpc), -0.038 , dex/kpc。Rosolowsky 和 Simon(2008) [44] 基于 Keck/LRIS 对 O 丰度的测量, 给出了第一批 61 个 HII 区的结果, 在 $0.2 \sim 6.2$ kpc 内丰度梯度为 (-0.027 ± 0.012) dex/kpc 与 Ne 红外测量的梯度相一致, 仍比最早测量的 O 丰度梯度平。

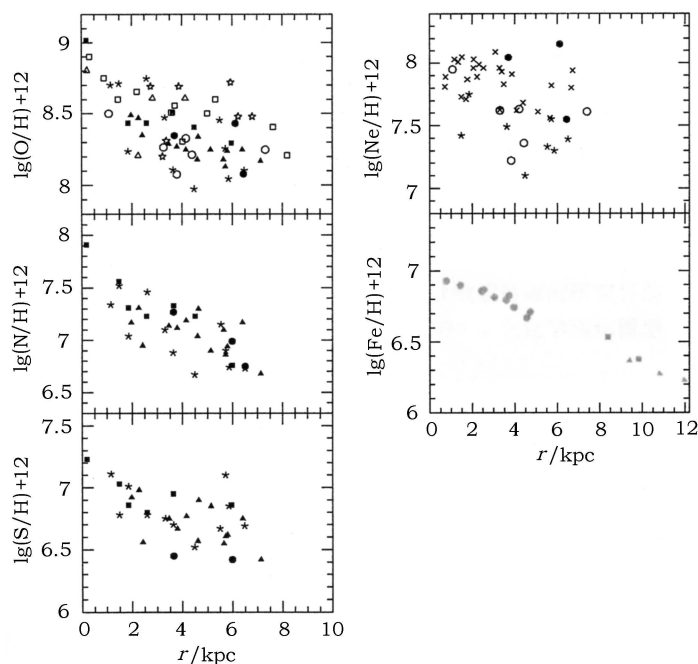


图 3 O、N、S、Ne、Fe 的丰度观测

其中空心方块来自 Urbaneja 等人 (2005) [49] 对 B 型超巨星的观测, 空心三角形来自 Monteverde 等人 (2000) [50] 对 B 型超巨星的观测, 空心五角星来自 Magrini 等人 (2004) [51] 对行星状星云的观测, 黑实心三角来自 Magrini 等人 (2007a) [43] 对 HII 区的观测, 空心圆来自 Crockett 等人 (2006) [42] 对 HII 区的观测, 叉号来自 Willner 和 Nelson-Patel(2002) [41] 对 HII 区的观测, 黑实心方块来自 Vilchez 等人 (1988) [39] 对 HII 区的观测, 黑实心五角星来自 Kwitter 等人 (1981) [45] 对 HII 区的观测, 黑实心圆 Smith (1975) [38] 对 HII 区的观测, 浅色三角形来自 Barker 等人 (2007) [17] 对 RGB 的观测, 浅色方块来自 Tiede 等人 (2004) [52] 对 RGB 的观测, 浅色圆来自 Kim 等人 (2002) [53] 对 RGB 的观测。

在表 1 和图 3 中给出了目前已有的 M33 盘的丰度梯度观测值。可以看到, M33 的丰度梯度观测结果并不一致, 原因主要有两个: 一方面是导出电子温度的经验定标存在很大的不确定性, 另一方面是不同观测样本具有不均匀性。

表 1 M33 的丰度梯度 ($d\lg(Z/H)/dr$) 观测值

观测对象	半径范围 /kpc	N /dex·kpc ⁻¹	O /dex·kpc ⁻¹	Ne /dex·kpc ⁻¹	S /dex·kpc ⁻¹	参考文献
HII(光学)	1.0 ~ 5.7		-0.13			[45]
	0.2 ~ 6.5		-0.070 ± 0.008			[39]
	0.4 ~ 6.5		-0.127 ± 0.011			[46]
	0.3 ~ 11.0		-0.19 ± 0.03			[47]
	0.7 ~ 7.3		-0.012 ± 0.011	-0.016 ± 0.017		[42]
	0.7 ~ 7.3	-0.06 ± 0.02	-0.054 ± 0.011		-0.04 ± 0.02	[43]
	0.7 ~ 3.0		-0.19 ± 0.08			[43]
	3.0 ~ 7.3		-0.038 ± 0.015			[43]
	0.1 ~ 6.2		-0.027 ± 0.012	-0.015 ± 0.024		[44]
HII(IR)	0.7 ~ 6.7			-0.034 ± 0.015		[41]
B 型星	0.2 ~ 4.1		-0.16 ± 0.06			[48]

3 M33 化学演化模型

本文假设盘是由多个独立演化的同心圆环构成, 即彼此之间没有物质交换。盘完全由原初气体 ($Z_{i,\text{in}} = 0, i \neq \text{H, He}$) 内落逐渐形成, 在 $t = 0$ 时 $\Sigma_{\text{tot}}(r, 0) = 0$ 。

模型中 M33 的现今重子物质总质量 $M_{\text{tot}}(t_g)$ 取为 $7 \times 10^9 M_{\odot}$, 并假设现今以 $M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-2}$ 为单位的盘内可见物质分布完全符合 e 指数分布:

$$\Sigma_{\text{tot}}(r, t_g) = \Sigma_0(0, t_g) e^{-r/r_d}, \quad (1)$$

其中标长 r_d 取 $2.43 \text{ kpc}^{[23]}$, t_g 为盘的年龄, 本文取为 13.5 Ga 。中心面密度 Σ_0 (以 $M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-2}$ 为单位) 可由总质量 $M_{\text{tot}}(t_g)$ 确定:

$$\Sigma_0(0, t_g) = \frac{M_{\text{tot}}(t_g)}{2\pi \cdot r_d^2}. \quad (2)$$

3.1 内落及外流

星系各成分间物质交换规律涉及到星系盘乃至整个星系的形成问题。从物理上讲, 星系盘的形成由气体的冷却、加热过程共同决定, 而且星系间强烈的相互作用也会对盘的形成产生重要影响。事实上, 诸多观测证据表明吸积曾在 (甚至现在仍在) 星系演化过程中扮演重要角色^[54]。然而, 关于气体的冷却和加热过程及吸积过程的研究目前还不很成熟, 尚未得到一个定量的、普适的盘与晕之间的物质交换规律。因此, 在化学演化模型中, 一般采用唯象的办法来描述这一复杂的过程。

盘与晕之间的物质交换规律主要包括内落 (infall) 和外流 (outflow) 两个方面。

内落指晕中的气体或星际介质不断落到或被吸积到星系盘上。目前, 模型中一般假设内落速率 (即单位时间落到单位面积上的气体质量) 随时间的增加呈 e 指数减少, 且与中心距离直接相关^[55~57], 即所谓的坍缩模型。其内落速率可表示为:

$$f_{\text{in,A}}(t) \propto e^{-t/\tau} . \quad (3)$$

当 $\tau \rightarrow 0$ 时, 盘在很短的时间内就累积了全部的质量, 相当于封闭模型; 当 $\tau \rightarrow \infty$ 时, 代表气体匀速下落到盘上。这样的假设有它的缺点, 就是在初始时刻盘的质量最小, 而气体吸积速率却是最大。所以, 也有人采用:

$$f_{\text{in,B}}(t) \propto t \cdot e^{-t/\tau} \quad (4)$$

来描述内落, 弥补了上述缺陷。这样的内落形式在初始时刻内落速率很慢, 随着时间的增加而逐渐增大, 至峰值处内落速率又开始缓慢下降。当 $\tau \rightarrow 0$ 时, 相当于封闭模型; 当 $\tau \rightarrow \infty$ 时, 气体是匀加速下落到盘上。这样的内落形式可以称之为吸积模型。

外流是指多次的超新星爆发向星际介质中输入了大量的能量, 使周围气体的动能增加, 当气体动能超过其束缚能时, 会产生星系风, 使一些质量流入到星系际介质中去^[58]。星系风经常被用来解释观测到的星系际介质的 α 元素的超丰现象^[59~63]。由超新星或恒星星风引起的外流还不十分清楚, 通常假设气体的外流速率与 SFR 成正比^[4]:

$$f_{\text{out}}(r, t) = b \cdot \Psi(r, t) . \quad (5)$$

外流气体的金属丰度与当时系统气体的金属丰度相同。由于矮星系的势阱比较浅, 因此星系风在矮星系的演化中起重要作用, 而在像银河系这样大小的旋涡星系中一般可不考虑星系风的影响。

3.2 恒星形成率 (SFR)

Kennicutt(1998a, b)^[64,65] 发现在旋涡星系及星暴星系中, 整个盘的平均 SFR 面密度与气体面密度有很好的相关性。根据星系的密度波理论, 星系的恒星形成效率跟旋转角速度 $\Omega(r)$ 相关。而对于银河系这样具有很平旋转曲线的旋涡星系来说, $\Omega(r) \propto r^{-1}$ 。Boissier 和 Prantzos^[66] 通过对银河系化学演化的研究, 提出 SFR 为:

$$\Psi(r, t) = 0.1 \Sigma_{\text{gas}}^{1.5}(r, t) \left(\frac{r}{r_{\odot}} \right)^{-1} \left(\frac{V_{\text{rot}}}{220} \right) , \quad (6)$$

其中 V_{rot} 为旋转速率。因本工作试图在与银河系相同的模型框架下研究 M33 的化学演化, 因此我们在模型中采用了相似形式的 SFR :

$$\Psi(r, t) \propto \Sigma_{\text{gas}}^{1.5}(r, t) \left(\frac{r}{r_{\odot}} \right)^{-1} . \quad (7)$$

从观测角度上来说, Heyer 等人 (2004)^[15] 应用气体及 SFR 的径向面密度分布的观测结果, 拟合了 Schmidt 定律 $\Psi = \epsilon \cdot \Sigma_{\text{gas}}^n$ 的指数 n 和系数 ϵ , 得到的最佳结果为:

$$\Psi(r, t) = (0.0035 \pm 0.066) \Sigma_{\text{gas}}^{3.3 \pm 0.07}(r, t) . \quad (8)$$

这样的 SFR 形式也无疑应在讨论范围内, 因为若应用该 SFR 能得到与观测相符的气体轮廓, 则必定也会符合 SFR 的观测结果。

3.3 初始质量函数 (IMF) 及产额

初始质量函数 (Initial Mass Function, IMF) 可通过观测主序星的光度函数, 并应用质光比转换得到, 它描述了单位时间内诞生的恒星数目随质量的频数分布。IMF 不仅对解释星系的累积观测结果非常重要, 而且对研究星族模型、化学演化模型、星系演化模型也十分重要。本文采用的是 Kroupa 等人 (1993) [67] 给出的多指数的幂律 IMF :

$$\phi(m) = \begin{cases} 0.58 m^{-1.3} & (0.08 < m \leq 0.5) , \\ 0.31 m^{-2.2} & (0.5 < m \leq 1) , \\ 0.31 m^{-2.7} & (m > 1) . \end{cases}$$

它在低质量处变化较缓, 在大质量处变化较快。

不同元素的产额也是化学演化研究的重要因素。除了一些 CNO 同位素可由中等质量恒星核合成外, 大部分中等质量元素是由大质量恒星产生的。对于大质量 (大于 $8M_{\odot}$) 恒星, 本文采用 Woosley 和 Weaver(1995) [68] 给出的与丰度相关的产额; 而对于中低质量 ($0.8 \sim 8 M_{\odot}$) 的恒星, 本文采用 van den Hoek 和 Groenewegen(1997) [69] 给出的与丰度相关的产额。

3.4 基本方程

化学演化的基本方程与 Chang 等人 (1999) [70] 所采用的一样。由于 M33 是个质量相对较小的星系, 因此本文在它的演化过程中考虑了外流, 并采用了非瞬时循环假设和瞬时混合假设。

中心在半径 r 处的环的总质量面密度、气体质量面密度以及第 i 种元素的丰度 Z_i 的基本演化方程为:

$$\frac{d\Sigma_{\text{tot}}(r, t)}{dt} = f_{\text{in}}(r, t) - f_{\text{out}}(r, t) \quad (10)$$

$$\frac{d\Sigma_{\text{gas}}(r, t)}{dt} = -\psi(r, t) + E(r, t) + f_{\text{in}}(r, t) - f_{\text{out}}(r, t) \quad (11)$$

$$\begin{aligned} \frac{d[Z_i(r, t)\Sigma_{\text{gas}}(r, t)]}{dt} &= -Z_i(r, t)\psi(r, t) \\ &+ \int_{m_t}^{100} m y_{i,m} \psi(r, t - \tau_m) \phi(m) dm \\ &+ Z_{i,\text{in}} f_{\text{in}}(r, t) - Z_i(r, t) f_{\text{out}}(r, t) . \end{aligned} \quad (12)$$

其中 $f_{\text{in}}(r, t)$ 和 $f_{\text{out}}(r, t)$ 分别为内落及外流速率; $\psi(r, t)$ 为恒星形成率 (SFR); $\phi(m)$ 为初始质量函数 (IMF), 这里取质量范围为 $(0.1 \sim 100) M_{\odot}$; $E(r, t)$ 为恒星死亡时抛出物质到星际介质里的返还速率, $E(r, t) = \int_{m_t}^{\infty} (m - m_r) \psi(r, t - \tau_m) \phi(m) dm$; $y_{i,m}$ 为质量为 m 的恒星元素 i 的产额; $Z_{i,\text{in}}$ 为内落气体元素 i 的质量百分比, 这里考虑下落气体为原初气体, 即 $Z_{i,\text{in}} = 0 (i \neq \text{H}, \text{He})$; τ_m 和 m_r 为初始质量为 m 的恒星寿命及死亡后的残骸质量; m_t 为寿命正好等于演化时间 t 的恒星质量。

4 模型结果及讨论

M33 是一个质量比银河系、M31 小很多的近邻旋涡星系, 它是通过一次快速坍缩而形成, 还是通过慢吸积过程形成, 并没有一个确定的物理图景, 所以, 本文在模型中, 对这两种内落形式都分别予以研究, 并讨论了不同的内落时标和外流的影响。

自由参数主要有 SFR 比例系数 ϵ , 内落时标 τ 和外流比例系数 b 。

4.1 坍缩模型 ($f_{in,A} \propto e^{-t/\tau}$)

e 指数的内落形式:

$$f_{in,A}(r, t) = A_A(r) \cdot e^{-t/\tau} \quad (13)$$

是一种初始时内落速率很快、而随着时间增长内落速率逐渐降低的坍缩模式。其中 $A_A(r)$ 为归一化系数, 即初始时刻的内落速率, 可由边界条件确定:

$$\int_0^{t_g} [f_{in,A}(r, t) - f_{out}(r, t)] dt = \Sigma_{tot}(r, t_g) \quad (14)$$

依据 Boissier 和 Prantzos(1999)^[66] 在银河系的化学演化研究中所采用的恒星形成率, 在 M33 中笔者也采用修正的 K-S 定律:

$$\psi_a(r, t) = \epsilon_a \cdot \Sigma_{gas}^{1.5}(r, t) \left(\frac{r}{r_\odot} \right)^{-1} \quad (15)$$

考虑到 M33 和银河系恒星盘标长上的差距, 取 M33 的“太阳银心距”为:

$$r_\odot = r_{\odot, MW} \cdot \frac{r_{d^*}}{r_{d^*, MW}} = 8 \times \frac{1.3}{2.3} = 4.5 \text{ kpc} \quad (16)$$

以各物理量的现今径向分布观测值作为约束条件, 在坍缩模型中 $\epsilon_a = 0.028$ 能得到较满意的结果。

图 4 展示了内落时标 τ 取不同常数 (1、4、7、15 Ga) 时, 各量的径向分布结果。可以看出, 这样一个与半径显性反相关的 SFR , 盘内部的恒星形成效率较高, 而外部较低, 这样导致盘内部的气体消耗更多, 百分含量更低, 即使整个盘为同一内落时标, 现今气体面密度轮廓并非单调递减, 而是出现了峰的结构。

另外, 图 4 显示内落时标 τ 对演化结果的影响主要有以下几个方面:

(1) 内落时标 τ 越小, 意味着气体早期下落越快, 于是演化就会更充分, 现今气体面密度及气体百分含量越低, 恒星质量面密度及金属丰度越高。

(2) 通过与观测约束相比较, 可以看出较短的内落时标并不符合 M33 的观测结果。气体面密度及百分含量过低, 增丰过高, 恒星盘的标长也较大。而较长的内落时标 (如 7 Ga 和 15 Ga) 更符合各个观测约束, 且彼此差别很小。这说明 M33 并不是通过快速坍缩过程形成的。观测上, 较高的气体百分含量以及较短的恒星盘标长, 也说明 M33 演化很不充分, 与本文模型结果一致。

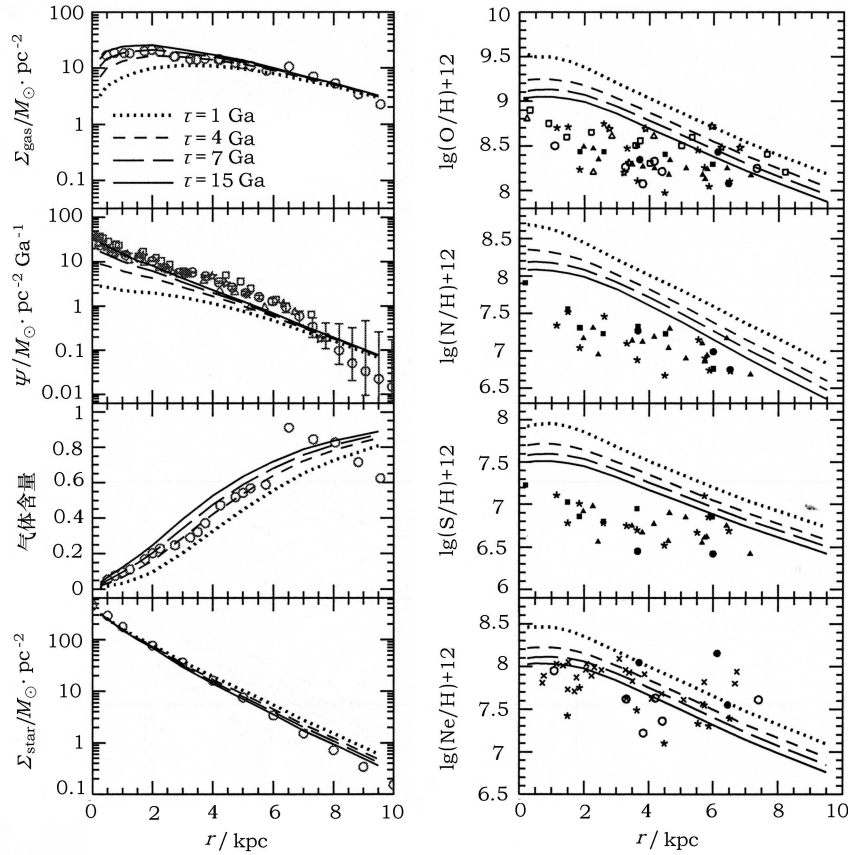


图 4 修正 K-S 定律下采用不同内落时标时, 各个物理量的现今径向轮廓分布

左列从上到下依次为气体质量面密度轮廓、 SFR 面密度轮廓、气体百分含量轮廓及恒星质量面密度轮廓, 右列从上到下依次为 O、N、S、Ne 的丰度轮廓。图中数据点与图 1 和图 3 相同。点线、短虚线、长虚线、实线依次为内落时标 $\tau = 1$ 、4、7 和 15 Ga 时的模型结果。

(3) 由于星系盘被视为由独立演化的环构成, 因此对于随半径变化的内落时标 $\tau(r)$, 其结果应为图中各线的相交线。显而易见, 对于半径小、内落时标也小的 $\tau(r)$, 如上所述必定演化过于充分; 而对于较大的内落时标, 演化结果差别很小, 当半径较小处也可采用较大的内落时标, 则没有必要采用随半径变化的 $\tau(r)$ 。因此在后面的模型计算中, 本文都采用固定的内落时标 $\tau = 15$ Ga。

从图 4 的结果还可以看出, 即使采用较长的内落时标 (15 Ga), 模型预言的 α 元素丰度值还是明显高出观测结果, 且丰度梯度较陡。M33 由于本身总质量较小, 引力束缚较弱, 更容易受到超新星爆发等影响而导致气体外流, 从而携带走部分金属, 使得星系内封存的金属丰度降低。图 5 给出了模型中引入外流后的结果 ($f_{\text{out}} = b \cdot \psi$, 取 $b = 0, 0.8, 1.5$):

(1) 引入外流以后, 金属丰度值得到有效降低, 丰度梯度变平, 而气体、 SFR 等量并没有明显改变。这是因为加入外流后, 为了保证现今总质量面密度分布符合观测结果, 需要有更多的气体落到盘上, 因而会降低气体中的元素丰度, 其效果相当于降低了有效恒星形成效率。

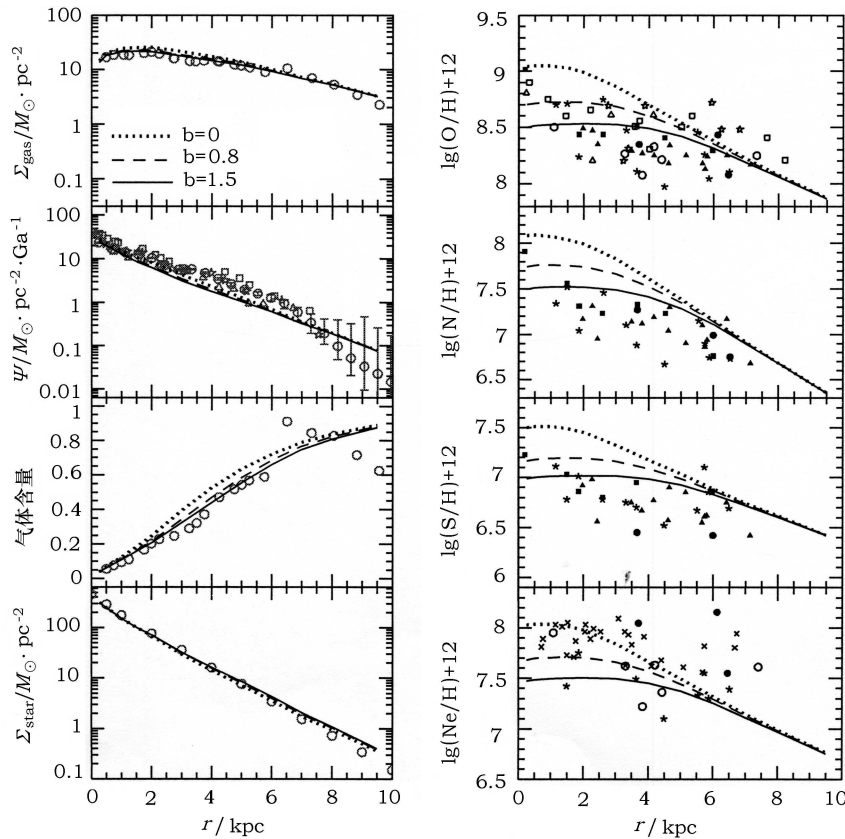


图 5 修正 K-S 定律下引入不同外流时, 各个物理量的现今径向轮廓分布

左列从上到下依次为气体质量面密度轮廓、 SFR 面密度轮廓、气体百分含量轮廓及恒星质量面密度轮廓, 右列从上到下依次为 O、N、S、Ne 的丰度轮廓。图中数据点同图 1 和图 3 所示。点线、虚线、实线依次为外流系数 $b = 0, 0.8, 1.5$ 的模型结果。

(2) 外流对盘内部的丰度值影响要大于外部。6 kpc 以内的丰度明显降低, 6 kpc 外因其丰度原本就很低, 所以变化并不明显。这是因为外流速率是与恒星形成率成正比的, 内部的 SFR 远大于外部, 所以外流也就更多, 对丰度的影响自然就更大。

(3) 外流越多, 丰度就会越低, 从图 5 的结果来看, 对于 M33 的化学演化而言外流扮演着重要的角色; 但若外流过多, 又会使得 Ne 的丰度偏低, 总体来说取 $b = 0.8$ 时的结果较好, 也就是说, 外流速率近似等于 SFR 。

综上所述, 对于修正的 K-S 定律, 采用较长的内落时标 ($\tau = 15$ Ga) 和适当的外流 ($b = 0.8$) 可以较好地重现各种观测约束, 但 α 元素丰度值仍略高, 丰度梯度偏陡。

4.2 吸积模型 ($f_{in,B} \propto t \cdot e^{-t/\tau}$)

对于坍缩模型, 其内落为 e 指数形式, 一开始就有很高的内落速率, 所以盘上的质量会很快地聚集起来, 这样在早期就会有较高的 SFR 从而消耗气体, 形成恒星。而吸积模型的吸积率 (以 $M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-2} \cdot \text{Ga}^{-1}$ 为单位) 取为:

$$f_{in,B}(r, t) = A_B(r) \cdot t \cdot e^{-t/\tau} . \quad (17)$$

其内落速率是随着时间增加而逐渐增加, 达到峰值后再缓慢降低。这样的内落形式自然可缓解初期演化过快的问题。其中归一化系数 $A_B(r)$ 由下式得到:

$$\int_0^{t_g} [f_{in,B}(r,t) - f_{out}(r,t)] dt = \Sigma_{tot}(r, t_g) . \quad (18)$$

图 6 比较了两种不同内落模式下 $\Psi_a(r, t)$ 的模型最佳结果, 模型选取内落时标 $\tau = 15$ Ga 和外流系数 $b = 0.8$, 其中黑线为坍缩模型, 浅色线为吸积模型。浅色点线为没有改变修正 K-S 定律系数 ($\epsilon_a = 0.028$) 的情况下的模型结果。可以看到在所有其他参数不变的情况下, 吸积模型由于演化初期气体下落没有那么快, 更多的质量是通过后期吸积而得到, 因而模型得到的现今气体及 SFR 面密度轮廓较之坍缩模型有所升高, 同时丰度偏低。这与笔者预期的一致: 采用吸积模型会缓解早期增丰过快的问题。为了和观测结果符合, 模型中需适当增大系数 ϵ_a , 取 $\epsilon_a = 0.059$ 时的结果为浅色实线所示。

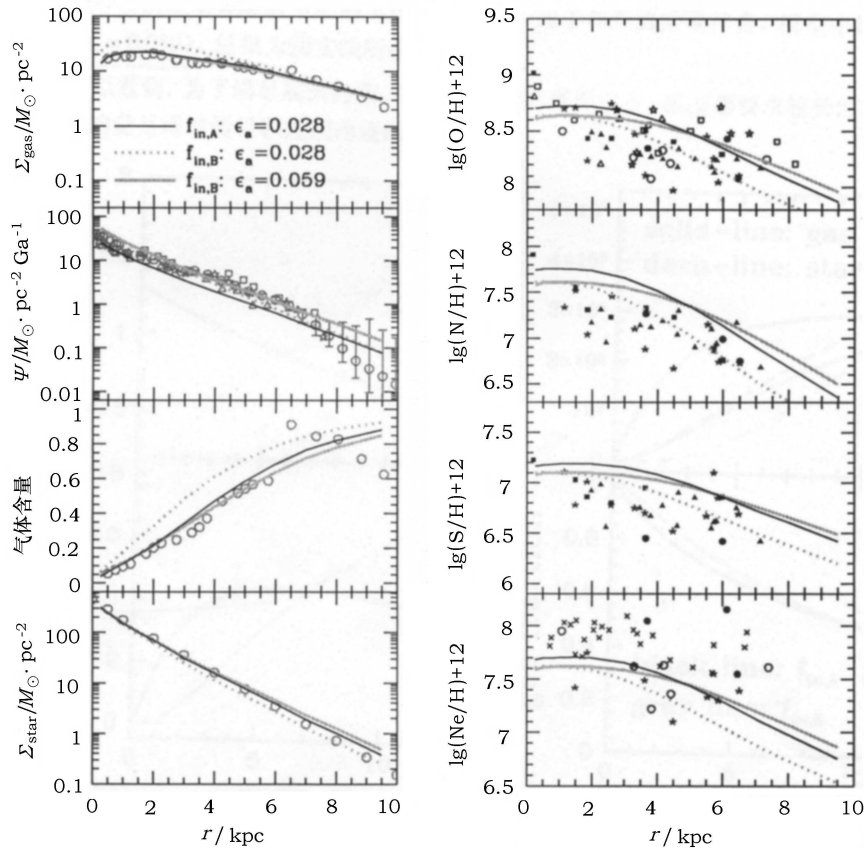


图 6 两种不同内落模式下, 由修正 K-S 定律得到的各个物理量现今径向轮廓分布

左列从上到下依次为气体质量面密度轮廓、 SFR 面密度轮廓、气体百分含量轮廓及恒星质量面密度轮廓, 右列从上到下依次为 O、N、S、Ne 的丰度轮廓。图中数据点同图 1 和图 3 所示。模型选取内落时标 $\tau = 15$ Ga 和外流系数 $b = 0.8$ 。黑实线为坍缩模型下修正 K-S 定律的模型最佳结果, 浅点线为吸积模型下、修正 K-S 定律系数 ϵ_a ($\epsilon_a = 0.028$) 不变的情况下的模型结果, 浅实线为吸积模型下、修正 K-S 定律系数 ϵ_a 适当升高后 ($\epsilon_a = 0.059$) 的模型最佳结果。

可以看到, 为了满足观测约束, 在两种不同内落形式下, 模型都要求较长的内落时标, 表明 M33 的盘是通过慢吸积过程而逐渐形成的。

图 7 给出了图 6 中两种内落模型下最佳结果的总内落速率、总气体质量、总恒星质量、总 SFR 以及总气体百分含量随时间的演化。可以看出:

(1) 坍缩模型的内落速率初始时刻高, 而后逐渐降低。而吸积模型则是初始时刻速率很低, 随着时间演化而逐渐增大, 由于模型采用了较大的内落时标 15 Ga, 因此现今刚刚接近峰值。

(2) 从质量吸积历史可以看出, 在早期, 坍缩模型的气体质量的增长速率明显高于吸积模型, 因此 SFR 早期较高, 导致恒星质量快速累积。而到了演化的后期, 内落速率降低, 恒星继续高速形成, 因而气体质量不增反降, SFR 逐渐降低, 恒星的增长速度逐渐落后于吸积模型的结果。

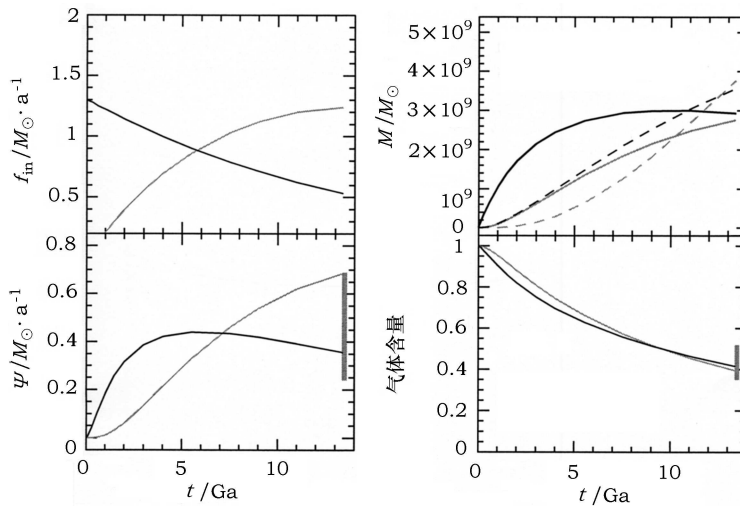


图 7 两种不同内落模式下, 由修正 K-S 定律得到的各个物理量随时间的演化

左列从上到下依次为总内落速率及总 SFR 随时间的演化, 右列从上到下依次为总质量 (实线为气体, 虚线为恒星) 及总气体百分含量随时间的演化。图中 13.5 Ga 处的浅色棒表示现今的观测值。模型选取内落时标 $\tau = 15$ Ga 和外流系数 $b = 0.8$ 。黑线为坍缩模型 ($\epsilon_a = 0.028$) 的结果, 浅线为吸积模型 ($\epsilon_a = 0.059$) 的结果。

5 讨论与总结

上节采用了可合理解释银河系化学演化特征的修正 K-S 定律来描述 SFR , 并对不同的内落模型进行了讨论。而 Heyer 等人 (2004) [15] 利用 M33 的气体面密度及 SFR 面密度径向分布的观测结果拟合得到 SFR 为:

$$\Psi_b(r, t) = \epsilon_b \cdot \Sigma_{\text{gas}}^{3.3}(r, t) . \quad (19)$$

他们给出的最佳观测拟合 $\epsilon_b = 0.0035 \pm 0.066$ 。当模型选用这样的 SFR 时, 只要气体径向

轮廓和观测结果相符, 则 SFR 径向轮廓也必定相符。由于 Heyer 等人在拟合时所采用的 Σ_{gas} 仅相当于 Corbelli(2003) [23] 的 HI 面密度分布, 所以若考虑 H_2 和 He 的贡献, ϵ_b 会有所下降。

图 8 显示了坍缩模型中 $\tau = 15 \text{ Ga}$ 和 $b = 0.8$ 时, Heyer 等人给出的 $SFR(\epsilon_b = 0.0035)$ 以及模型最佳 $SFR(\epsilon_b = 0.0005)$ 的结果。从图中可以明显看出, Heyer 等人通过观测拟合得到的 SFR 其恒星形成效率过高, 气体消耗过多, 增丰过高。而降低 $\epsilon_b(\epsilon_b = 0.0005)$ 后的模型结果可较好地重现各个观测约束。

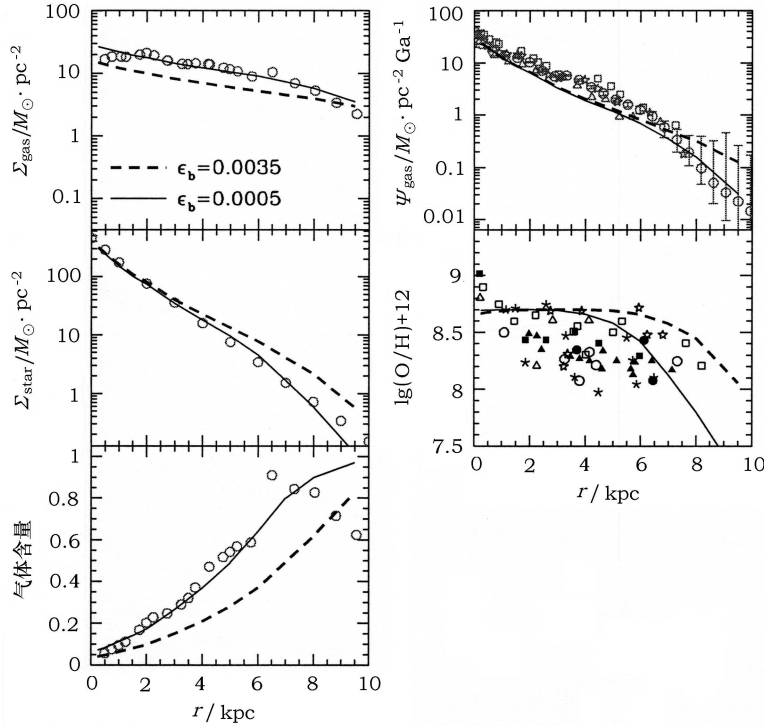


图 8 SFR 选取 Schmidt 指数 $n = 3.3$ 的形式时, 各个物理量的现今径向轮廓分布

左列从上到下依次为气体质量面密度轮廓、恒星质量面密度轮廓及气体百分含量轮廓, 右列从上到下依次为 SFR 面密度轮廓及 O 丰度的轮廓。图中数据点同图 1 和图 3 所示。模型选取内落时标 $\tau = 15 \text{ Ga}$ 和外流系数 $b = 0.8$ 。虚线和实线依次为 Heyer 给出的最佳拟合 $SFR(\epsilon_b = 0.0035)$ 以及模型最佳 $SFR(\epsilon_b = 0.0005)$ 的结果。

与修订 K-S 定律 $\psi_a(r, t)$ 的结果相比, 两种恒星形成率的模型最佳结果都能对 M33 的气体、恒星、 SFR 等观测特征的径向面密度分布给出很好的描述, 但是 $\psi_b(r, t)$ 得到的丰度分布拐点十分明显, 在 5 kpc 内较之 $\psi_a(r, t)$ 的梯度更平, 5 kpc 之外梯度更陡, 而丰度分布的观测并无此特征。模型得到这样的结果, 是由于 Schmidt 指数 n 高达 3.3 引起的。

综上所述, 本文通过建立非瞬时循环的化学演化模型, 在与银河系相似的理论框架下对 M33 的恒星形成历史进行了研究, 得到的初步结论如下:

(1) 在采用较长的内落时标 τ 和引入外流后, 可合理解释银河系化学演化特征的修正 K-S 定律 $\psi_a(r, t)$ 能较好地重现各个观测约束。而由气体及 SFR 径向面密度分布观测拟合得到的

$SFR \psi_b(r, t)$ 虽可得到较满意的气体、恒星、 SFR 分布, 但所得丰度梯度内平外陡, 与观测并不一致, 这是因其 Schmidt 指数 n 高达 3.3 引起的。

(2) 无论是坍缩模型, 还是吸积模型, 在内落时标较长的时候, 都可以给出较满意的结果。总体来说, 采用我们的模型可得出结论: M33 的盘不是通过快速坍缩形成的, 而是在整个演化过程中缓慢吸积物质而形成的。对 M33 的观测表明它含有较多的气体及较高的气体百分含量, 也说明了其演化并不充分, 与缓慢吸积模型一致。

(3) 对 M33 的金属丰度研究表明, 外流扮演着重要的角色。在未加入外流前, M33 演化至今的丰度远高于观测; 而加入外流后, 6 kpc 以内的丰度明显降低, 6 kpc 外因其丰度原本就很低, 所以变化并不明显。

参考文献:

- [1] Muñoz-Mateos J C, Gil de Paz A, Boissier S *et al.* ApJ, 2007, 658: 1006
- [2] Pizagno J, Prada F, Weinberg D H *et al.* ApJ, 2005, 633: 844
- [3] Abadi M G, Navarro J F, Steinmetz M *et al.* ApJ, 2003, 591: 499
- [4] Matteucci F. <http://arxiv.org/abs/0704.0770>, 2007
- [5] Prantzos N. <http://arxiv.org/abs/0709.0833>, 2007
- [6] van der Hulst J M, Sancisi R. ASPC, 2005, 331: 139
- [7] Lanfranchi G A, Matteucci F. MNRAS, 2003, 345: 71
- [8] Lanfranchi G A, Matteucci F. MNRAS, 2004, 351: 1338
- [9] Garnett D R. ApJ, 2002, 581: 1019
- [10] Tremonti C A, Heckman T M, Kauffmann G *et al.* ApJ, 2004, 613: 898
- [11] Tosi M. In: Matteucci F, Giovannelli F eds. *The Evolution of the Milky Way: stars versus clusters*, London: Kluwer Academic Publishers, 2000: 505
- [12] Efstathiou G. MNRAS, 2000, 317: 697
- [13] Block D L, Puerari I, Fazio G G *et al.* IAUS, 2007, 235: 29
- [14] Hippelein H, Haas M, Tuffs R J *et al.* A&A, 2003, 407: 137
- [15] Heyer M H, Corbelli E, Schneider S E *et al.* ApJ, 2004, 602: 723
- [16] Bastian N, Ercolano B, Gieles M *et al.* MNRAS, 2007, 379: 1302
- [17] Barker M K, Sarajedini A, Geisler D *et al.* AJ, 2007a, 133: 1125
- [18] Barker M K, Sarajedini A, Geisler D *et al.* AJ, 2007b, 133: 1138
- [19] Boissier S, Gil de Paz A, Boselli A *et al.* ApJS, 2007, 173: 524
- [20] Verley S, Hunt L K, Corbelli E *et al.* A&A, 2007, 476: 1161
- [21] Sparke L S, Gallagher J S. *Galaxies in the Universe: An Introduction*, Cambridge: Cambridge Univ. Press, 2000
- [22] Freedman W L, Wilson C D, Madore B F. ApJ, 1991, 372: 455
- [23] Corbelli E. MNRAS, 2003, 342: 199
- [24] Regan M W, Vogel S N. ApJ, 1994, 434: 536
- [25] Newton K. MNRAS, 1980, 190: 689
- [26] Deul E R, van der Hulst J M. A&AS, 1987, 67: 509
- [27] Corbelli E, Schneider S E. ApJ, 1997, 479: 244

- [28] Rosolowsky E, Keto E, Matsushita S. *ApJ*, 2007, 661: 830
- [29] Engargiola G, Plambeck R L, Rosolowsky E *et al.* *ApJS*, 2003, 149: 343
- [30] Magrini L, Corbelli E, Galli D. *A&A*, 2007b, 470: 843
- [31] Gardan E, Braine J, Schuster K F *et al.* *A&A*, 2007, 473: 91
- [32] Zasov A V, Abramova O V. *Astronomy Reports*, 2006, 50: 874
- [33] Hoopes C G, Walterbos R A M. *ApJ*, 2000, 541: 597
- [34] 侯金良, 常瑞香. *天文学进展*, 2001, 19(1): 68
- [35] Rudolph A L, Fich M, Bell G R. *ApJS*, 2006, 162: 346
- [36] Maciel W J, Lago L G, Costa R D D. *A&A*, 2006, 453: 587
- [37] Chen L, Hou J L, Wang J J. *AJ*, 2003, 125: 1397
- [38] Smith H E. *ApJ*, 1975, 199: 591
- [39] Vilchez J M, Pagel B E J, Diaz A I *et al.* *MNRAS*, 1988, 235: 633
- [40] Garnett D R, Odewahn S C, Skillman E D. *AJ*, 1992, 104: 1714
- [41] Willner S P, Nelson-Patel K. *ApJ*, 2002, 568: 679
- [42] Crockett N R, Garnett D R, Massey P *et al.* *ApJ*, 2006, 637: 741
- [43] Magrini L, Vilchez J M, Mampaso A *et al.* *A&A*, 2007a, 470: 865
- [44] Rosolowsky E, Simon J D. *ApJ*, 2008, 675: 1213
- [45] Kwitter K B, Aller L H. *MNRAS*, 1981, 195: 939
- [46] Zaritsky D, Kennicutt R C Jr, Huchra J P. *ApJ*, 1994, 420: 87
- [47] Henry R B C, Howard J W. *ApJ*, 1995, 438: 170
- [48] Monteverde M I, Herrero A, Lennon D J *et al.* *ApJ*, 1997, 474: L107
- [49] Urbaneja M A, Herrero A, Kudritzki R-P *et al.* *ApJ*, 2005, 635: 311
- [50] Monteverde M I, Herrero A, Lennon D J. *ApJ*, 2000, 545: 813
- [51] Magrini L, Perinotto M, Mampaso A *et al.* *A&A*, 2004, 426: 779
- [52] Tiede G P, Sarajedini A, Barker M K. *AJ*, 2004, 128: 224
- [53] Kim M, Kim E, Lee M G *et al.* *AJ*, 2002, 123: 244
- [54] Helmi A, White S D M. *MNRAS*, 1999, 307: 495
- [55] Allen C, Carigi L, Peimbert M. *ApJ*, 1998, 494: 247
- [56] Chiappini C, Matteucci F, Gratton R. *ApJ*, 1997, 477: 765
- [57] Prantzos N, Aubert O. *A&A*, 1995, 302: 69
- [58] Kauffmann G, Charlot S. *MNRAS*, 1998, 294: 705
- [59] Martinelli A, Matteucci F, Colafrancesco S. *MNRAS*, 1998, 298: 42
- [60] Martinelli A, Matteucci F, Colafrancesco S. *A&A*, 2000, 354: 387
- [61] Matteucci F, Gibson B. *A&A*, 1995, 304: 11
- [62] Renzini A, Ciotti L, D'Ercole A *et al.* *ApJ*, 1993, 419: 52
- [63] Shustov B, Wiebe D, Tutukov A. *A&A*, 1998, 317: 397
- [64] Kennicutt R C. *ARA&A*, 1998a, 36: 189
- [65] Kennicutt R C. *ApJ*, 1998b, 498: 541
- [66] Boissier S, Prantzos N. *MNRAS*, 1999, 307: 857
- [67] Kroupa P, Tout C A, Gilmore G. *MNRAS*, 1993, 262: 545
- [68] Woosley S E, Weaver T A. *ApJS*, 1995, 101: 181
- [69] van den Hoek L B, Groenewegen M A T. *A&AS*, 1997, 123: 305
- [70] Chang R X, Hou J L, Shu C G *et al.* *A&A*, 1999, 350: 38

Chemical Evolution of M33

WANG Xiao-yao^{1,2}, YIN Jun^{1,2}, HOU Jin-liang¹, CHANG Rui-xiang¹

(1. Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Shanghai 200030, China; 2. Graduate School of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China)

Abstract: M33 (NGC 598), as one of the spirals in Local Group, is an excellent target for testing galactic chemical evolution theory. Owing to its proper distance and angular size, detailed observations of present gas distribution, star formation rate (SFR), and abundance properties are available.

In this paper, the authors have established a chemical evolution model for M33 disk. They adopt two infall formulas, representing the *collapse* model and the *accretion* model respectively, to describe the growth of the disk with the advantage of ignoring complicated processes required in a Lambda CDM cosmology, and the influence of timescale τ has been discussed. Apart from adopting a simple assumption of the constant infall timescale τ , they also examine the outflow which is assumed to be proportional to the star formation rate. Since M33 is less massive compared with the Milky Way, the lower potential well would very probably result in a significant outflow during the evolution of disk by supernova explosions or other perturbations. Their motivation for the present model is to discuss the different roles of infall and outflow in building the M33 galaxy disk. They would like to know in what way the model could best reproduce the observed global properties.

The main conclusions of this work are as follows: 1) Short infall timescale will lead to low gas fraction, low SFR and high abundance in ISM. Because most of gas will fall onto the disk at early time, and fuel the star formation. When stars are dying, they eject the newly produced elements and enrich the ISM quickly. No matter the *collapse* model or the *accretion* model, the results are all consistent with the observations except for the abundance gradient if a longer infall time-scale (15 Gyr) is adopted. These means M33 should form through the slow accreting process. 2) Outflow has significant influence on ISM enrichment, especially for the inner disk, but no obvious change in other model predictions. Due to the high SFR in the inner disk, more metals are carried out by outflowing gas and hence flatten the abundance gradient. The model results are consistent with observations when the outflow rate is comparable with SFR ($b = 0.8$). Outflow can not be neglected owing to the low abundance in M33 disk. 3) The revised K-S SFR law which is similar to MW's can reproduce most of the observations by adopting long infall time-scale and considering outflow in our model. The "observed" SFR law doesn't work.

Key words: galaxies; M33, evolution