

文章编号: 1000-8349(2012)02-202-18

星系中分子气体和原子气体的研究进展

富 坚^{1,2}

(1. 中国科学院 上海天文台 星系与宇宙学重点实验室, 上海 200030; 2. 马克斯-普朗克学会 天体物理研究所, Garching bei München D-85741, 德国)

摘要: 星际介质中的分子气体 (主要是分子氢 H_2) 和原子气体 (主要是中性氢 HI) 成分是星系中重子物质的重要组成部分, 它们对于星系中的各种物理过程至关重要。近年来随着观测技术的提高, 分子气体和原子气体的观测结果越来越多, 其中中性氢主要依靠 21 cm 氢原子射电辐射和 DLA 吸收体来观测, 分子氢则通过一氧化碳作为示踪分子来探测。在这些观测结果基础上, 理论工作者建立了一系列模型来解释和研究星际分子-原子气体的转换, 分子气体与恒星形成, 分子气体和原子气体在星系形成和演化中所起的作用等, 并为将来更进一步的观测提供了指导和预言。

关键词: 星际介质; 原子气体; 分子气体; 恒星形成; 星系演化

中图分类号: P145.2 **文献标识码:** A

1 引 言

星际气体约占星际介质总质量的 99%, 是宇宙中重子物质的重要成分之一。星际气体在星系的形成和演化中起到了至关重要的作用, 通过对星际气体的观测能够得到星系恒星形成历史以及星系形成和演化的重要信息。星际气体中的元素组成和整个宇宙大致相同, 其中约 70.5% 的质量为氢元素, 27.5% 的质量为氦元素, 其余金属元素约为 2%^[1]。根据其中氢元素所处的不同状态, 星际气体可以分为热电离气体、中性氢介质 (HI 区) 以及分子云。本文将着重于后两种气体形态, 这也是星际气体中最重要的部分。

HI 区是指氢元素主要以中性原子状态存在的星际气体云。这些星际气体主要呈云状在星系盘中分布, 典型的中性氢云的尺度约为 10 pc, 在中性氢云外围, 一般由暖电离气体 (warm ionized gas) 环绕。中性氢云中除了氢元素外, 还有约氢元素质量 1/3 的中性氦气体以及微量的气态金属元素分子和原子存在。HI 区密度在银河系中约为 $20 \sim 50 \text{ cm}^{-3}$ ^[2, 3]。分子云是星际气体中密度最大、温度最低的成分, 在银河系中分子云的温度只有约 $10 \sim 20 \text{ K}$, 密

收稿日期: 2011-11-21; 修回日期: 2012-01-09

资助项目: 国家自然科学基金 (11043003)

度约为 $10^2 \sim 10^6 \text{ cm}^{-3}$ ^[3, 4]。分子云中的氢元素主要以氢分子 H_2 形式存在。分子云在星系的大尺度上分布比较平均, 而小尺度上则高度不规则, 主要以大块的气体分子云形式成团, 这些云被称作巨分子云 (giant molecular clouds)。在银河系中, 每个巨分子云的质量约为 $10^4 \sim 10^6 M_\odot$, 直径约几十 pc^[4]。

星际气体中的分子气体和原子气体参与热气体冷却、恒星形成、金属增丰、超新星加热等物理过程, 并进而影响整个星系形成和演化。一般认为, 恒星形成于星际气体的巨分子云当中, 而原子气体则是形成分子云的后备“仓库”。恒星主序结束后的渐进巨星阶段 (AGB 星) 或者超新星爆发又能对星际气体进行金属增丰并加热星际气体, 这样又反过来影响恒星形成以及星系演化的过程。

在过去的几年里, 对于星系中分子气体和原子气体的观测结果越来越多, 并得到了一些星系中气体与其他成分的统计性结果。在此基础上进行了一些与分子气体相关的恒星形成以及星系演化模型工作, 试图理解这些观测结果并做出进一步的观测预言。

本文将在第 2 和第 3 章回顾近年来关于星系中分子气体和原子气体成分观测的工作进展, 其中包括近邻星系以及高红移的气体观测; 在这些观测数据基础上第 4 章介绍近年来所进行的一系列理论模型工作, 包括小尺度上分子-原子气体转化和恒星形成率相关的模型, 以及星系尺度上关于分子气体和原子气体成分的半解析模型工作; 最后对未来的观测和模型工作作一些展望。

2 星系中中性氢的观测

星系中 HI 区温度一般低于 100 K, 几乎不发射光学辐射, 所以只能通过氢原子中的超精细结构 21 cm 禁戒跃迁所发射的射电辐射来观测。这类观测一般适用于低红移的中性氢观测^[5]。另一种中性氢的观测方法是利用高红移的天体作为背景光源, 当这些光源天体在视线方向存在中性氢云时, 中性氢云会在光源天体的连续谱上产生吸收线, 然后根据吸收线的特征来推断中性氢吸收体的性质。下面将分别介绍这两种中性氢的观测。

2.1 低红移星系中中性氢的 21 cm 射电观测

利用 21 cm 中性氢射电辐射, 可以探测银河系、近邻星系以及低红移星系中的中性氢。河外中性氢的观测最早可以追溯到 1953 年 Kerr 和 Hidman 对麦哲伦星系的 21 cm 射电观测^[6]。在这之后, 河外中性氢的 21 cm 巡天工作逐渐展开^[7-13], 但在很长一段时间内这些巡天都很不完善, 要么是样本选择不完备, 要么就是巡天体积很小^[14]; 直到最近十几年, 随着射电望远镜的发展, 完备近邻星系中性氢 21 cm 巡天才成为可能, 比如 HIPASS^[14, 15] (HI Parkes All Sky Survey)、HIJASS^[16] (HI Jodrell All-Sky Survey)、WSRT^[17] (Westerbork Synthesis Radio Telescope)、ALFALFA^[18] (Arecibo Legacy Fast ALFA Survey) 等。

1997-2002 年, HIPASS 观测到 5 317 个 HI 发射源, 其中 4 315 个源来自近邻河外星系, 在此基础上, Zwaan 等人^[19] 在 2005 年得到了红移为 0 处的中性氢质量函数以及宇宙中性氢质量密度 $\Omega_{\text{HI}} = (3.5 \pm 0.4 \pm 0.4) \times 10^{-4} h_{75}^{-1} \Omega_{\text{crit}}$ 。ALFALFA 利用 Arecibo 望远镜进行了

约 5 a 的巡天工作, 对 $z < 0.06$ 的约 30 000 个星系的中性氢成分进行了观测, 得到了这些星系中中性氢的总质量, 其中星系所含 HI 的质量范围在 $10^6 \sim 10^{10.8} M_{\odot}$ 之间。Martin 等人^[20] 则在 2010 年从 ALFALFA 观测样本中得到了最新的红移为 0 处的中性氢质量函数以及宇宙中性氢密度 $\Omega_{\text{HI}} = (4.3 \pm 0.3) \times 10^{-4} h_{70}^{-1} \Omega_{\text{crit}}$ 。作为研究大质量盘星系中性氢性质的观测补充, GASS^[21] (GALEX Arcicbo SDSS Survey) 从 ALFALFA 星表中选取了红移在 0.025 ~ 0.05 之间的恒星质量大于 $10^{10} M_{\odot}$ 的星系, 进行了更大深度的 HI 巡天工作, 由此得到了约 1 000 个大质量盘星系所含中性氢的质量。

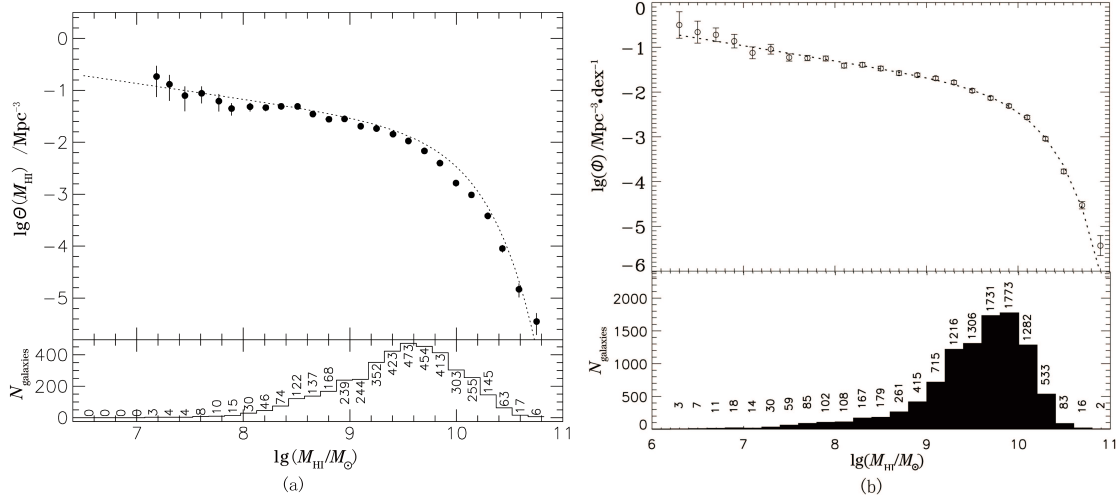


图 1 (a) 基于 HIPASS 的结果, Zwaan 等人^[19] 所得的 $z = 0$ 处 HI 质量函数以及星系数量随 HI 质量的分布图。(b) 基于 ALFALFA 的结果, Martin 等人^[20] 所得的 $z = 0$ 处 HI 质量函数以及星系数量随 HI 质量的分布图。两图中带误差棒的数据点来自观测值, 虚线是拟合的 Schechter 函数。

另一方面, 为了研究星系内中性氢的空间分布, 2008 年, THINGS^[22] (The HI Nearby Galaxy Survey) 对 34 个近邻星系中的 HI 进行了详细探测, 提供了空间解析的 HI 分布数据, 进而能够得出这些星系中具体的 HI 面密度和径向分布轮廓, 从而为研究恒星形成等星系中小尺度过程和星际气体的关系提供了大量信息和观测依据^[23]。

2.2 中性氢吸收体的观测

利用已有的射电望远镜, 目前中性氢 21 cm 射电观测的极限红移为 $z \approx 0.2$ ^[5]。对于更高红移的中性氢, 一般利用 DLA (Damped Lyman Alpha Systems, 柱密度 $N_{\text{HI}} > 2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$) 或者 sub-DLA (柱密度 $10^{19} < N_{\text{HI}} < 2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$) 中性氢吸收体来观测。这些吸收体一般以高红移类星体或者伽玛暴长暴 (long gamma ray burst, 比如文献 [24, 25]) 作为背景光源天体, 其中最常见吸收线是 1216 \AA 的莱曼 α 吸收线, 然后根据 $\lambda = 1216(1 + z_{\text{absorb}}) \text{ \AA}$ 可以确定中性氢吸收体的红移 (DLA 吸收体的介绍和综述可以阅读文献 [26] 和 [27])。高红移中性氢观测数据对于研究宇宙中性冷气体演化^[25, 28-32] 以及恒星形成历史非常重要。

最早的 DLA 巡天工作是完成于 1986 年的 Lick Survey^[33], 其中有 68 个类星体光谱, 从

中确认了 15 个 DLA 吸收体^[34, 35]。20 世纪 90 年代后, 一系列的巡天使得探测到的 DLA 吸收体的数量大幅增加, 特别是从 SDSS 数据中寻找 DLA 和 sub-DLA 吸收体的工作, 比如 Prochaska 等人基于 SDSS DR3^[36] 数据和 DR5^[37] 数据搜索 DLA 吸收体的工作, 以及 Noterdaeme 等人在 2009 年利用 SDSS DR7^[32] 搜索 DLA 的工作, 他们找到了 1 426 个中性氢吸收体, 其中 937 个为 DLA 吸收体。目前基于 DLA 和 sub-DLA 观测数据的统计有一些比较重要的结论:

(1) DLA 频率分布函数 $f(N_{\text{HI}}, X)$ 和柱密度 N_{HI} 呈指数分布^[38] 或者双指数分布^[39] (其中 X 是一个代表视线长度的物理量, 其定义为 $dX \equiv (H_0/c)(1+z)^3 |cdt/dz| dz$ ^[40]), 并且 $f(N_{\text{HI}}, X)$ 几乎不随红移演化 (详见文献 [39] 中图 1)。

(2) 红移大于 2 时, 宇宙中性氢质量密度 Ω_{HI} 随红移降低而减小^[32], 这个结果对于研究星系中气体的演化以及恒星形成历史非常重要。

(3) 中性氢吸收体中 HI 柱密度与金属丰度大致呈反相关关系 (见文献 [41, 42] 等), 这对于研究 DLA 吸收体寄主星系中的恒星形成以及 DLA 吸收体的本质非常重要。

DLA 吸收体本质到目前尚不是完全清楚。一种观点认为 DLA 吸收体是高红移盘星系中的气体^[33, 43, 44] 或者是矮星系中的气体^[45, 46]; 另一种观点则认为 DLA 吸收体不光是星系中规则运动的中性氢, 而是正在下落到星系盘上^[47] 或者参与潮汐作用的气体^[48], 这一观点为近年来的一些模拟工作所支持^[49, 50]。因此, 利用 DLA 吸收体研究高红移星系中的中性氢时应该考虑样本一致性的问题。

3 星系中分子氢的观测和恒星形成率

3.1 星系中分子氢的观测

虽然 H_2 分子是星际分子中数量最多的分子, 但是由于 H_2 是对称分子, 没有电偶极矩, 不会产生分子能级跃迁, 因此无法直接探测分子氢。在分子云中除了氢分子外, 还存在着很多种气体分子, 已经探测到分子的超过 50 种, 比如有一氧化碳 (CO)、氨 (NH_3)、氰化氢 (HCN)、羟基 (OH)、水分子 (H_2O) 和乙醇 ($\text{C}_2\text{H}_5\text{OH}$) 等。CO 分子常被用来间接探测 H_2 分子, 主要原因是 CO 分子在分子云中的丰度仅次于 H_2 分子。CO 分子的第一旋转激发态只比基态温度高 5 K, 因此很容易被宇宙微波背景辐射或者分子间的碰撞所激发, 当激发态 CO 分子跃迁回基态时, 会发射出波长 2.6 mm 的光子 $\text{CO} (1 \rightarrow 0)$, 除此之外还有从第二旋转能级到第一旋转能级跃迁 $\text{CO} (2 \rightarrow 1)$, 波长为 1.3 mm。通过 2.6 mm 和 1.3 mm 的射电观测, 可以来探测 CO 的分布^[51]。另一方面, 一般认为 CO 和 H_2 分子在分子云中的比例是一个常数, 所以得到 CO 的信息后, 就能推算出 H_2 的质量和分布。

观测得到 CO 星云射电强度 I_{CO} 后, 要得到 H_2 的质量, 一个重要的问题就是 CO 和 H_2 的转换系数, 设

$$X \equiv \frac{N_{\text{H}_2}/\text{cm}^{-2}}{I_{\text{CO}}/(\text{K} \cdot \text{km} \cdot \text{s}^{-1})}, \quad (1)$$

要确定这个 X , 必须通过与 CO 无关的 H_2 观测来得到, 这类观测是比较困难的, 只能在银河系及周围星系的分子中云进行, 一般有下面几种方法:

(1) 通过观测分子云中的分子谱线, 确定云的位力运动速度, 进而求得分子云的质量^[52]。

(2) 通过观测分子云中冷尘埃发射出的毫米波: 分子云中的尘埃被穿透分子云的星际辐射场的红外部分加热至 11~15 K, 发射出毫米波。这些毫米波的强度在穿透分子云时会被 H_2 分子吸收衰减, 然后根据平均金属丰度计算出这些尘埃在不存在吸收时所应有的发射强度, 两者比较, 以确定分子云的吸收衰减率, 并进而求得分子云柱密度^[53]。

(3) 通过星际高能 γ 光子的观测: 一般认为星际 γ 光子来自宇宙射线与星际介质的散射碰撞, 通过观测银河系中分子云发射的 γ 光子, 可以推算出分子云的密度^[54]。

由于分子云中 H_2 质量远大于其他分子, 通过以上方法得到的结果可以直接看作分子氢的质量或面密度, 然后结合 CO 的观测数据, 可以确定 X 的值。 X 的典型值是 $(2 \sim 4) \times 10^{20}$, 并且与气体的温度、速度弥散等有关^[55]。在大部分观测结果中, 往往使用一个固定的 X 值来计算 H_2 (比如来自银河系的 X 值)。这意味着现在通过 CO 观测的 H_2 由于 X 的不确定性都存在着一定的误差。

最早的星系中 CO 的系统性观测工作完成于 1985 年, Verter^[56] 给出了约 100 个河外星系的 CO 分子观测数据表。在这之后, 很多 CO 的观测项目相继展开^[57-60]。其中 FCRAO (Five College Radio Astronomy Observatory)^[58] 和 COLD GASS^[60] 最为著名。到目前为止, 约观测了 300 多个近邻星系的 CO 成分。基于 FCRAO 的结果, Keres 于 2003 年^[61] 以及 Obreschkow 和 Rawlings 于 2009 年^[62] 得到了红移 0 处的 CO 光度函数以及 H_2 质量函数 (见图 2)。为了观测星系内部 CO 分布并进而研究 H_2 分子的分布, BIMA SONG^[63] (BIMA survey of Nearby Galaxies) 通过 CO (1 \rightarrow 0) 谱线观测得到了 44 个近邻盘星系的 CO 分布; 之后 HERACLES^[64] (HERA CO-Line Extragalactic Survey) 通过 CO (2 \rightarrow 1) 谱线观测了 18 个已经有 HI 和恒星轮廓信息的近邻星系, 由此用来研究星系内部分子气体和原子气体的转换、星际气体与恒星形成率、气体成分和恒星质量等之间的关系。

对于高红移星系中分子氢的观测, 目前主要来自对恒星形成星系中 CO 发射线的观测, 可观测到的红移范围在 1 ~ 3 之间 (比如文献 [65, 66] 等), 但目前尚没有完备的 CO 高红移巡天的观测样本, 而只是局限于恒星形成星系。

分子氢的观测除了通过 CO 分子之外, 对于高密度分子气体 (Dense molecular gas) 区域, 往往使用一些其他分子作为示踪来探测 H_2 , 如 HCN、 HCO^+ 、CS 等^[67-70], 这些分子对于探测分子氢密度 $n_{H_2} > 10^5 \text{ cm}^{-3}$ 的区域^[70] 比较有效。Gao 和 Solomon^[71] 在 2004 年的工作中比较了 65 个星系中 HCN (1 \rightarrow 0) 的亮度和星系红外亮度的关系, 发现高密度分子气体区域的质量和恒星形成率有紧密的关系, 类似关系之后又在更小尺度上^[72] 以及高红移星系^[73] 中得到了证实。对于非常高密度的区域, CS 作为示踪分子比 HCN 或者 HCO^+ 更为有效^[74], 因为 CS 线在恒星形成核心高密度区域比其他分子更亮。2009 年 Bayet 等人^[69] 利用 CS 分子发射线观测了近邻 7 个星系中高密度分子区域。由于星系的物理化学环境的不同, 有时还需要利用 HC_3N ^[75] 和 C_2H ^[70] 等分子, 来研究不同星系中高密度分子气体和恒星形成之间的关系。

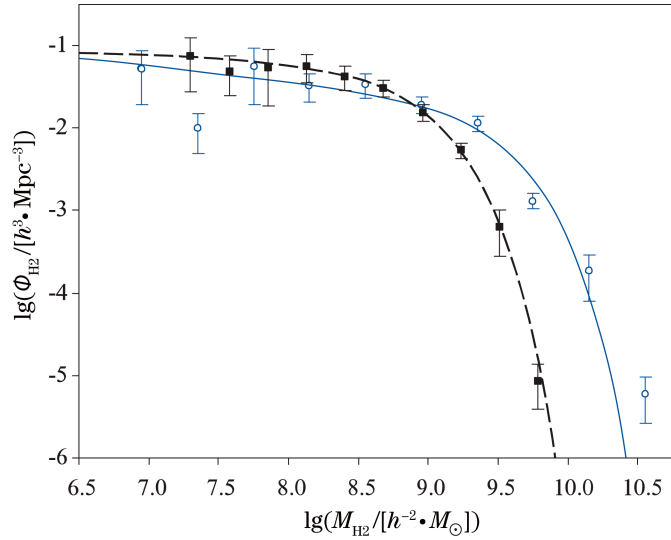


图 2 由 FCRAO 观测结果所得到的红移 0 处 H_2 质量函数, 其中空心数据点来自文献 [61], 其中使用了常数 CO- H_2 转换系数 $X = 2 \times 10^{20}$; 实心数据点来自文献 [62], 其中使用的 X 与星系的 B 波段亮度相关。两条曲线为拟合的 Schechter 函数。图片引自文献 [62]。

除了示踪分子之外, 对于高红移 H_2 分子, 还可以利用类似于中性氢吸收体的方法来观测, 也就是在 DLA 吸收体中寻找 H_2 的吸收线 (比如文献 [25, 32])。这类观测一般要求 DLA 吸收体在高红移处 ($z > 2$) 且面密度较高, 因此数据很少。

3.2 分子气体与恒星形成率

恒星形成是星系演化的最重要过程之一。一般认为, 恒星是星云由于重力不稳定性发生分裂坍缩而形成的, 而且只有 H_2 分子的存在, 才能使引力不稳定的分子云通过原子精细结构辐射冷却至 $T \approx 50 \text{ K}$, 从而使得分子云坍缩至足够高密度而形成恒星^[76], 因此恒星形成过程应该与星际分子气体直接相关。但在之前很长的时间内, 最常见的观点是恒星形成率与分子气体和原子气体的总和相关, 也就是所谓的 Kennicutt-Schmidt Law^[77, 78]:

$$\Sigma_{\text{SFR}} \propto \Sigma_{\text{gas}}^n \quad . \quad (2)$$

根据 Kennicutt 在 1998 年对 97 个近邻星系的观测研究^[77] 结果, 式 (2) 中的指数一般取为 $n = 1.4$ 。

近年来, 随着星系中 HI 和 H_2 观测数据的增多, 越来越多的天文学家开始研究恒星形成率与分子气体和原子气体的关系。2002 年 Wong 和 Blitz^[79] 发现在分子氢占主导的星系中, Σ_{SFR} 与 Σ_{H_2} 的关系比 Σ_{HI} 更为紧密。之后的几年中, 基于 THINGS^[22], BIMA SONG^[63], HERACLES^[64] 等观测项目得到的星系盘上局域的 H_2 和 HI 数据开展了一系列的工作^[23, 80-82]。2008 年, Bigiel 等人^[80] 分析了其中 18 个星系的恒星形成率 (来自远紫外和 $24 \mu\text{m}$ 红外观测) 与 Σ_{H_2} 、 Σ_{HI} 和 Σ_{gas} 的关系后, 得出了经验拟合结果

$$\Sigma_{\text{SFR}} \propto \Sigma_{\text{H}_2}^{1.0 \pm 0.2} \quad , \quad (3)$$

从而把恒星形成率面密度与分子氢面密度直接联系起来,同时式(3)也正符合恒星直接形成于分子云中这一事实。之后 Schrubba 等人^[83]分析了 33 个近邻漩涡星系(见图 3),发现即使在中性氢占主导的区域($\Sigma_{\text{H}_2} < \Sigma_{\text{HI}}$),恒星形成率面密度 Σ_{SFR} 依旧与 Σ_{H_2} 成正比。

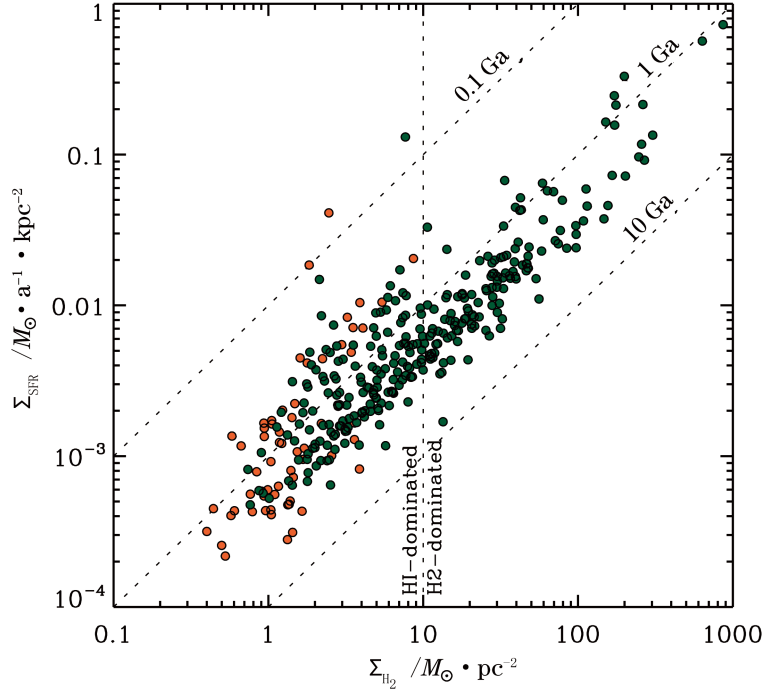


图 3 近邻 33 个星系恒星形成率面密度和分子气体面密度的关系^[83]

与分子气体成正比的恒星形成率 $\Sigma_{\text{SFR}} \propto \Sigma_{\text{H}_2}$ 中另一个重要问题就是其中的比例常数,也就是分子气体恒星形成效率 $\text{SFE}_{\text{H}_2} = \Sigma_{\text{SFR}}/\Sigma_{\text{H}_2}$,这一般在观测中通过分子气体消耗时间(molecular gas depletion time) $\tau_{\text{dep}}^{\text{H}_2} = \Sigma_{\text{H}_2}/\Sigma_{\text{SFR}}$ 来确定。2011 年 Bigiel 等人^[84]结合了 HERACLES 的 CO 数据以及 GALEX 的紫外和 Spitzer 的红外数据,得到不同星系的分子气体消耗时间大致是一个常数——约为 2.35 Ga,对应的分子气体恒星形成效率 $\text{SFE}_{\text{H}_2} \approx 4.26 \times 10^{-10} \text{a}^{-1}$ 。2012 年 Rahman 等人^[85]的研究也支持了 SFE_{H_2} 在不同星系中为常数这一结果。而 2011 年 Saintonge 等人^[86]分析了 COLD GASS 样本星系中 H_2 消耗时标与星系多个物理量的关系,发现 H_2 消耗时标随星系质量增大而变长,其拟合公式为:

$$\tau_{\text{dep}}^{\text{H}_2} \equiv M_{\text{H}_2}/\text{SFR} = (0.36 \pm 0.07) \lg([M_*/M_\odot] - 10.70) + (9.03 \pm 0.99). \quad (4)$$

Saintonge 等人的结果与 Bigiel 等人结果出现差异是由于两者星系样本质量范围不同所造成的。Saintonge 等人样本的星系质量介于 $10.5 < \lg[M_*/M_\odot] < 12.0$,而 Bigiel 等人样本星系的质量介于 $8.9 < \lg[M_*/M_\odot] < 11.0$,一个可能的解释就是较小质量星系中 ($M_* < 10^{10} M_\odot$) $\tau_{\text{dep}}^{\text{H}_2}$ 随星系质量变化没有大质量星系中那样明显,式(4)不适用于小星系。对于高红移的星系,Genzel 等人^[87]收集了红移 1 到 3 之间恒星形成星系中整个星系平均的

CO 发射线强度以及恒星形成率的观测数据, 并且与红移 0 处的结果相比较, 发现全星系平均气体消耗时标从红移为 2 时的 0.5 Ga 增长到了红移为 0 时的 1.5 Ga, 这说明全星系平均的分子气体恒星形成效率在高红移时更高。

4 星系中原子气体和分子气体的模型

本章中将介绍基于观测所得的星系中分子气体和原子气体的结果, 近年来进行的一些理论模型方面的工作。第一部分将介绍星际介质中分子气体 - 原子气体成分的转化模型, 第二部分将介绍研究星系中分子气体和原子气体的半解析模型。

4.1 星际介质中分子气体和原子气体转化的模型

分子气体和原子气体是星际介质中气体存在的两种形式。一般情况下, 分子气体处于中心的分子云中, 而原子气体处在外围。气体原子附着在星际尘埃表面, 发生化学反应形成星际分子, 而星际分子又可能被星际远紫外 (FUV) 场离解为原子气体^[88], 两个过程处于平衡状态。星际环境中分子 - 原子气体转化的过程有很多理论模型, 一般都是通过数值或者解析的方法在星云尺度上计算分子形成的过程, 其结果可以与近年来分子气体和原子气体的观测结果相比较, 也能够进一步用到星系演化和恒星形成的模型中。

Elmegreen^[88-90] 在其一系列关于星际分子云形成的模型基础上, 考虑了金属丰度、星际压强、星际紫外辐射场等因素, 发现星际介质中分子气体 - 原子气体的比例 f_{mol} 与流体静力学压强 (hydrostatic pressure) 和平均辐射场有关, 其中压强对 f_{mol} 影响比辐射场更大。Blitz 和 Rosolowsky^[91, 92] 基于这个结果以及一系列 CO 的观测数据, 给出了简单的经验拟合公式:

$$R_{\text{mol}} = \frac{\Sigma_{\text{H}_2}}{\Sigma_{\text{HI}}} = \left(\frac{P}{P_0} \right)^\alpha, \quad (5)$$

其中常数 $\alpha = 0.92 \pm 0.07$, $P_0 = (3.5 \pm 0.6) \times 10^4 k_B$, 而中盘 (midplane) 流体静力学压强 P 可以近似写为:

$$P = \frac{\pi}{2} G \Sigma_{\text{gas}} (\Sigma_{\text{gas}} + f_\sigma \Sigma_*) \quad (6)$$

其中 Σ_{gas} 和 Σ_* 分别是盘上气体和恒星面密度, f_σ 是垂直于盘方向上的恒星与气体速度弥散的比值。这样便把星系中分子 - 原子气体比例与恒星以及气体面密度联系在了一起。

Krumholz 等人从 2008 年开始建立了一系列的解析模型, 用于研究分子云中分子气体形成和光致电离过程。他们^[93] 假设一个均匀的球状冷气体云周围存在均匀、各向同性的电离辐射场, 得到屏蔽分子氢气体被辐射场离解成周围原子气体的过程需要用两个参量来描述: τ_R 以及 χ , 前者用来描述冷气体云中尘埃的光深, 后者是一个归一化的辐射场强度。之后在 2009 年^[94] 以及 2010 年^[95] 的两篇文章中, 把这套理想模型用于星系中分子原子气体混合物的计算中, 并探寻与分子 - 原子气体转换过程相关的物理量。他们得到的结论是冷气体中原子气体密度随着周围星际辐射场而变化, χ 的值对于所有星系大致都在 1 左右, 并且与气体的金属丰度存在微弱的相关关系。因为金属丰度与星际尘埃的数量直接相关, 从而分

子-原子气体混合云中分子氢的比例大致与其气体面密度以及金属丰度相关, 其结果拟合公式是:

$$f_{\text{H}_2} \equiv \frac{M_{\text{H}_2}}{M_{\text{H}_2+\text{HI}}} \simeq 1 - \frac{0.75s}{1 + 0.25s}, \quad (7)$$

其中 s 表示成

$$s = \ln(1 + 0.6\chi + 0.01\chi^2) / 0.6\tau_c. \quad (8)$$

式(8)中 χ 大致取 1, 而 $\tau_c = 0.066\Sigma_{\text{comp}}Z_{\text{gas}}$ 与气体的面密度以及金属丰度相关。图 4 为其模型结果中 f_{H_2} 和气体面密度以及金属丰度的关系曲线, 可以看到 Krumholz 等人的模型结果的 f_{H_2} 值在低气体面密度区域对金属丰度非常的敏感, 而在高密度区域则主要取决于气体面密度。Krumholz 等人工作得到的分子氢比例的结果能够与观测的近邻星系以及银河系的结果相吻合, 之后又进一步用于研究恒星形成的理论模型之中^[96-98]。

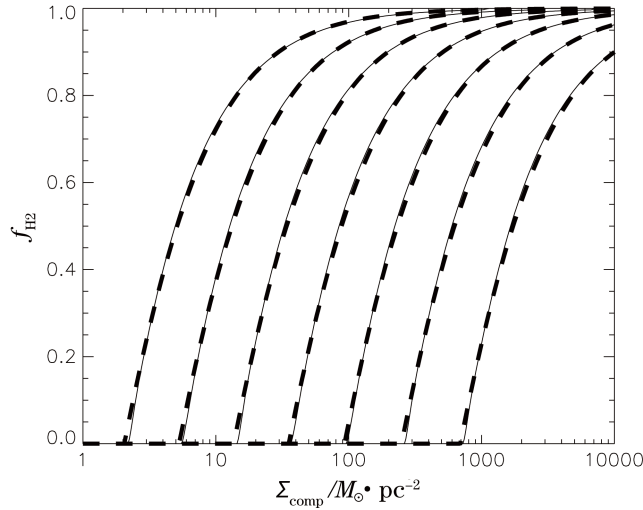


图 4 Krumholz 和 Mckee 等人模型中分子气体比例 f_{H_2} 与气体面密度 Σ_{comp} 和金属丰度的关系^[95]。其中从左向右的不同曲线代表金属丰度 $\lg Z$ 从 -2 到 1 的结果, 相邻曲线之间金属丰度差为 0.5 dex。

上面的工作都只考虑了星际气体中分子和原子气体的转化过程, 2011 年 Gnedin 和 Kravtsov^[99] 为了研究分子气体和恒星形成率的关系, 构建了一个有更多成分的模型, 星际云含有 HI、HII、 H_2 、 H^- 、 H_2^+ 成分, 其中包含了远紫外 (FUV) 光子电离-复合过程、分子-原子化学变化、尘埃星际化学等过程, 利用数值模拟的方法, 他们得到了一个与恒星 FUV 辐射场有关的分子氢形成模型。其结果中星际气体由离子气体 HII、分子气体 H_2 和原子气体 HI 组成, 其中离子气体比例 f_{HII} 以及分子气体 f_{H_2} 比例都是气体面密度 Σ_{H} 、尘埃-气体比 D_{MW} 、星际 FUV 辐射场强度 U_{MW} 的函数。尘埃-气体比 D_{MW} 定义为云中气体-尘埃比与银河系值的比例, 它可以近似表达成气体中金属丰度与太阳金属丰度的相对值 $[Z/Z_{\odot}]_{\text{gas}}$; FUV 辐射场强度 U_{MW} 则定义为在 1000 \AA 处星际紫外场光子流量与银河系中值

的比例 $U_{\text{MW}} \equiv J_{1\,000\text{\AA}}/J_{\text{MW}}$ 。他们给出的 f_{HII} 和 f_{H_2} 的拟合公式为:

$$\begin{cases} f_{\text{HII}} = \Sigma_{\text{HII}}/\Sigma_{\text{H}} = (1 + \alpha x^{3/4} + x^2)^{-3/5} \\ f_{\text{H}_2} \equiv \Sigma_{\text{H}_2}/\Sigma_{\text{H}_2+\text{HI}} = (1 + \Sigma_*/\Sigma_{\text{H}_2+\text{HI}})^{-2} \end{cases}, \quad (9)$$

其中 α 、 x 、 Σ_* 是与 D_{MW} 以及 U_{MW} 相关的 3 个参数, 具体表达形式较为复杂, 可以参阅文献 [99] 的第 3 章。

4.2 包含分子气体和原子气体成分的星系形成演化模型

随着近几年星系中分子气体和原子气体观测数据的增多, 以及上面提到的分子气体-原子气体形成转化模型的工作。一些理论工作者开始考虑在宇宙学尺度上来构建新的星系形成和演化模型, 用于解释观测中所得气体成分的结果。在这之前, 一般的星系形成和演化的模型中星际气体仅仅包含了单一的成分, 不再具体区分分子气体和原子气体, 这无法准确描述分子气体和原子气体参与的物理过程, 而包含分子-原子两种气体成分的模型则可以对这些星际气体成分进行更具体详细的研究。

传统上, 研究整个星系中气体成分的模型一般利用流体力学模拟 (hydrodynamic simulation) 来进行, 其中包含较为简单的气体 and 恒星之间的物质转化过程。不过要利用此类模拟来研究宇宙学尺度上星系中的分子气体和原子气体以及恒星的转换过程则过于复杂。因为这要在星系的每一小块区域中都进行类似于上述小尺度中研究分子-原子气体转化的过程, 并追踪星系中每块区域恒星所产生的辐射对于不同区域气体转化和恒星形成的影响, 这种非局域化的计算过程需要耗费非常多的计算时间^[100]。近期这方面有了一些初步的工作, 比如 Altay 等人^[49] 2011 年利用流体动力学模拟星系中的 HI 成分, 来解释和预言红移为 3 时中性氢吸收体的各种观测。还有 Duffy 等人^[100] 2012 年的流体动力学模拟工作, 研究包含了分子气体和原子气体转化形成过程, 给出了各个红移处中性氢质量函数, 其中红移为 0 处的结果能够与观测相符合, 并分析了模拟解析度 (resolution) 对最终气体成分结果所产生的影响。

另一方面, 近几年来在星系尺度上研究分子气体和原子气体的模型工作, 主要利用半解析的方法来完成。也就是用一些来自观测拟合或者已有模型结果来唯象地描述与分子-原子气体转化、恒星形成等物理过程, 这可以避免前述流体力学模拟存在的大量计算时间的问题。这类模型一开始的尝试是在已有半解析模型输出基础之上进行后处理 (post-processing), 而星系演化和恒星形成过程本身并不涉及分子和原子气体成分。2009 年 Obreschkow 等人的工作^[62, 101, 102] 和 2010 年 Power 等人^[103] 的工作都属于这种后处理模型, 其中 Obreschkow 等人的工作是在 L-Galaxies^[104] 星系形成和演化半解析模型输出结果上进行的后处理, 而 L-Galaxies 半解析模型是基于 Millennium 模拟^[105] 合并树 (merger tree) 之上运行的。他们的模型利用了 L-Galaxies 运行结果中给出的每个星系的恒星质量、核球质量、冷气体质量、冷气体金属丰度、盘的标长、旋转速度等结果, 给每个星系盘构建了物质径向分布轮廓, 然后根据式 (5) 的分子氢形成模型来计算每个星系盘中分子气体和原子气体的径向分布以及总质量; 并且给出了能与观测结果符合的红移为 0 处的 HI 和 H₂ 质量函数^[62] 以及宇宙中分子氢和原子氢比例随宇宙红移演化的结果^[102] (见图 5), 其中分子气体和原子气体密度比例随红

移的演化关系可以用 $\Omega_{\text{H}_2}(z)/\Omega_{\text{HI}}(z) \approx 0.3(1+z)^{1.6}$ 来近似拟合^[102]。Power 等人则于 2010 年利用了 4 套基于 Millennium 模拟的星系形成和演化的半解析模型^[104, 106-108]，在这些模型的输出结果上进行后处理来研究宇宙中 HI 的演化。他们采用了两种方法从半解析模型的气体结果中得到 HI 的成分：第一种是对于不同红移处的所有星系都使用固定的 H₂/HI 比例，第二种则采用了 Obreschkow 和 Rawlings^[62] 的方法来得到 H₂/HI 的比例。他们的结果给出了高红移 HI 成分演化的一些性质，尤其是与 DLA 吸收体相关的一些观测量随红移演化的预言。

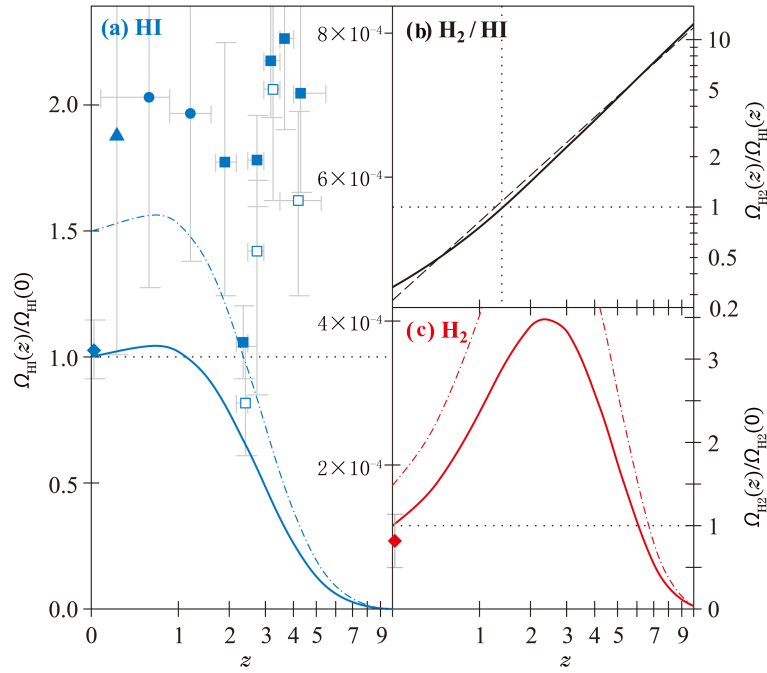


图 5 Obreschkow 和 Rawlings 的后处理模型^[102] 所给出的结果。(a) 宇宙原子气体密度随红移演化的曲线，其中的观测值来自 DLA 吸收体；(b) 宇宙分子气体 - 原子气体密度比随红移演化的曲线；(c) 宇宙分子气体密度随红移演化的曲线。

Obreschkow 等人和 Power 等人的后处理方法的优点在于，利用已有的半解析模型给出的结果，能在极短的时间内计算出所需要的分子氢和原子氢的质量以及径向分布结果，对于一般的台式计算机，除去从硬盘读入半解析模型结果所需的时间外，这类方法计算能在数分钟内完成计算。但这种后处理方法存在的问题是模型本身的不自洽性，因为模型基础是半解析模型的结果，星系形成和演化的物理过程中并未包含分子氢和原子氢的成分，所以分子和原子气体成分在星系形成和演化中不起作用，故后处理模型只能作为简单估算而用。

相比上述后处理方法来研究星际介质中的分子气体和原子气体成分，更合理和准确的模型应该把分子气体和原子气体及在盘上的分布直接包含在星系形成和演化的各个物理过程当中。Cook 等人^[109] 最早直接在星系形成半解析模型中，考虑包含分子气体和原子气体成

分的情况。他们在之前的半解析模型^[110]中假设所有星系中气体和恒星一直都呈指数盘状分布,以求得气体面密度 Σ_{gas} 和恒星面密度 Σ_* 分布,然后利用式(5)和(6)求得每个星系盘中的分子气体和原子气体的质量。得到分子气体的径向分布后,他们模型中采用了直接与分子气体成正比的恒星形成率 $\dot{\Sigma}_{\text{SFR}} = \epsilon \Sigma_{\text{mol}}$,而不再与总的气体相关。他们的模型给出了红移0处的 H_2 、HI质量函数,HI和恒星质量比等性质,大致与观测结果相符。与此工作方法类似,Lagos等人于2011年^[111, 112]也假设了气体和恒星一直保持指数盘分布,并且恒星形成率也与分子气体面密度成正比。与Cook等人2010年的模型相比,不同之处在于Lagos等人的模型中使用了(4.1)节中提到的分子气体比例与压强相关(式(5)和(6))以及与气体面密度和金属丰度相关(式(7)和(8))两种模型,并且分子气体恒星形成率 $\nu_{\text{SF}} = \dot{\Sigma}_{\text{SFR}}/\Sigma_{\text{mol}}$ 不是常数而是与气体面密度 Σ_{gas} 相关的函数,其中对于与压强相关的分子气体比例模型, ν_{SF} 取为:

$$\nu_{\text{SF}} = \nu_{\text{SF}}^0 [1 + (\Sigma_{\text{gas}}/\Sigma_0)^q] \quad , \quad (10)$$

其中 $\nu_{\text{SF}}^0 = 0.525 \text{ Ga}^{-1}$, $\Sigma_0 = 200 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$, $q = 0.4$ 使其结果能过符合文献[23]和[80]中恒星形成率的观测结果。对于Krumholz等人的分子气体比例模型, ν_{SF} 取为:

$$\nu_{\text{SF}} = \begin{cases} \nu_{\text{SF}}^0 (\Sigma_{\text{gas}}/\Sigma_0)^{-0.33} & (\Sigma_{\text{gas}} < \Sigma_0) \\ \nu_{\text{SF}}^0 (\Sigma_{\text{gas}}/\Sigma_0)^{0.33} & (\Sigma_{\text{gas}} > \Sigma_0) \end{cases} \quad , \quad (11)$$

其中 $\nu_{\text{SF}}^0 = 0.38 \text{ Ga}^{-1}$, $\Sigma_0 = 85 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ 来自文献[96]结果的拟合参数。基于这个模型,Lagos等人不但给出了红移0处星系中分子和原子气体的一些结果,还预言了一系列高红移处分子和原子气体随时间的演化结果,用来与已有的数据(比如来自DLA吸收体的高红移中性氢结果)以及未来的观测比较。

Cook等人2010年和Lagos等人2011年模型的不足之处在于始终假设盘上气体面密度呈指数盘分布,因此没有更具体地追踪盘上气体径向轮廓在参与的各类物理过程中的变化,并且星系盘上没有气体金属丰度梯度。Fu等人2010年^[113]研究星系中分子和原子气体成分的模型相比Cook等人和Lagos等人的模型更为细致。他们的模型也是基于De Lucia和Blaziot 2007年半解析模型^[104]以及Millennium模拟^[105]输出基础之上的,但其中不再简单假设盘上气体径向轮廓始终成呈指数盘分布,而是把每个星系盘分成了一系列的同心圆环,并在每一个环中追踪与盘上气体相关的各个物理过程,然后得到盘上恒星和气体的径向分布轮廓以及径向金属丰度梯度,这些物理过程包括气体冷却和下落、分子-原子气体的转化、恒星形成与金属生成、超新星反馈、星系合并等。其中气体下落时的径向轮廓根据Mo等人1998年^[114]的理论计算取为指数形式,其标长根据下落时角动量守恒来求得。Fu等人的模型中也采用了第4.1节中介绍的压强相关的以及Krumholz等人的两种分子-原子气体转化模型,但恒星形成率在分子气体和原子气体占主导区域采用了不同的形式,这样做是为了符合Bigiel等人2008年^[80]不同面密度区域的观测结果。其恒星形成率表达式为:

$$\Sigma_{\text{SFR}} = \begin{cases} \alpha \Sigma_{\text{H}_2} & (f_{\text{H}_2} \geq 0.5) \\ \alpha' \Sigma_{\text{gas}}^2 & (f_{\text{H}_2} < 0.5) \end{cases} \quad , \quad (12)$$

其中 $\alpha = 0.49 \text{ Ga}^{-1}$, α' 取值对于每个星系盘不同, 以保证式 (12) 在 $f_{\text{H}_2} = 0.5$ 处为连续函数。Fu 等人的模型给出的盘星系中分子气体、原子气体、恒星的径向面密度轮廓和红移 0 处的气体恒星质量函数能够很好地符合观测结果, 并且基于模型结果得到的气体-恒星质量比和恒星质量、恒星平均面密度的标度关系 (scaling relations, 见图 6) 也与近邻星系的观测基本一致。

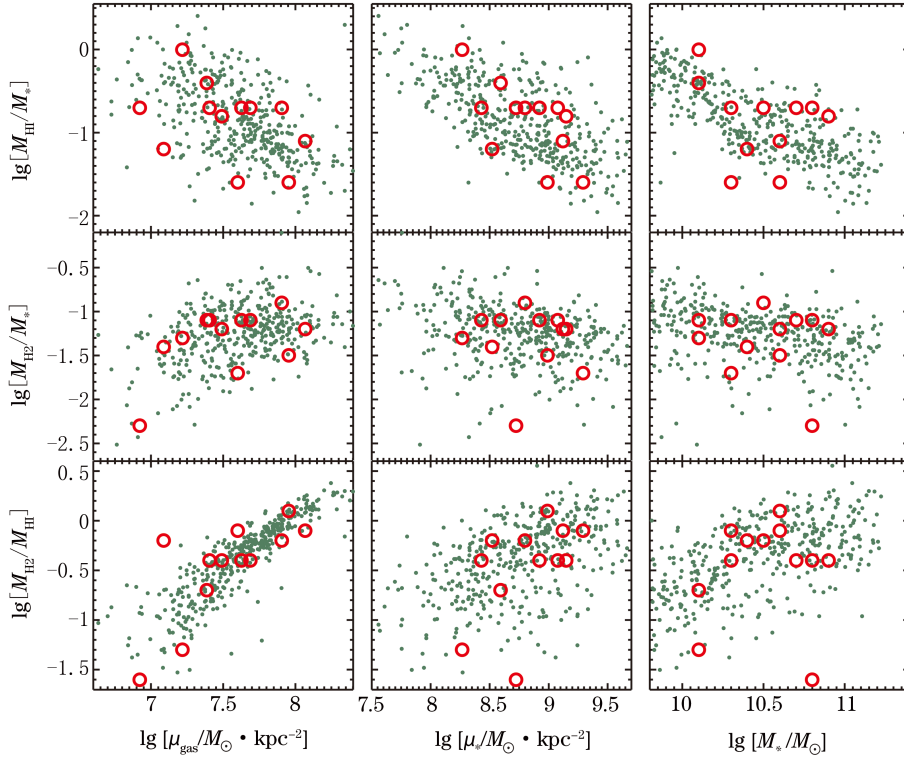


图 6 Fu 等人 2010 年模型^[113] 采用 Krumholz 等人的分子氢比例^[93-96] 给出的红移 0 处盘星系气体比例和恒星成分的标度关系。其中数据点来自模型, 圆圈来自近邻星系的观测结果^[23]。自左向右横坐标分别是星系的气体平均密度、恒星平均密度、恒星质量; 自上向下的纵坐标分别为 HI 和恒星质量比、H₂ 和恒星质量比、H₂ 和 HI 质量比。

5 未来的展望

原子气体和分子气体是星系的重要组成部分, 它们参与了很多物理过程, 并影响了星系形成和演化。本文从观测和理论模型两方面概括地介绍了近年来与星系中分子和原子气体相关的各种研究进展。目前, 关于星际分子气体和原子气体的研究在很多方面还处于起步不久的阶段, 因此在今后一段时间内还有很多相关的工作将要开展。

在观测方面, 目前低红移盘星系中 HI 和 H₂ 成分的观测数据已经比较完备, 但对

于高红移星系中分子气体和原子气体成分的观测还十分缺乏, 而利用 DLA 吸收体来间接观测高红移星系中的气体成分则涉及到 DLA 吸收体的本质等未知因素。未来的大型射电观测设备则为直接探测高红移星系以及矮星系中分子和原子气体提供了机会。这些设备包括 SKA (Square Kilometre Array, 计划 2016 年开始运行), ALMA (Atacama Large Millimeter/submillimeter Array, 计划 2013 年完成建设), ASKAP (Australian Square Kilometre Array Pathfinder, 计划在 2013 年完成建设), MeerKAT (South African radio telescope, 预计 2024 年完成), 关于未来的大型射电望远镜项目可以参考 [115] 以及相关的介绍。Obreschkow 和 Rawlings^[116] 最近估算了利用 ALMA 和 SKA 来探测高红移星系中性氢 21 cm 辐射以及 CO 分子旋转跃迁辐射的可能性, 其结果预言 ALMA 可以用来探测红移 3 左右银河系尺度星系中 CO (3 → 2) 的辐射, SKA 则可以用来探测红移 3 处星系中 CO (1 → 0) 辐射, 并且 SKA 还可以用来对于红移 3 左右的星系进行 21 cm HI 巡天。因此今后有望不通过 DLA 吸收体而直接得到高红移星系中 HI 和 H₂ 成分的统计性质。

在理论模型方面, 随着观测数据的增多, 尤其是高红移气体成分的观测数据, 将给模型工作提供更多的指导和约束。另一方面, 在第 4.2 节中提到的研究分子和原子气体成分的半解析模型基本都是基于 Millennium 模拟输出合并树基础之上进行的, 而 Millennium 模拟中能够追踪的暗物质晕质量下限是 $1.72 \times 10^{10} M_{\odot} \cdot h^{-1}$ ^[105], 考虑到星系合并历史的追踪, 基于 Millennium 模拟的半解析模型适合研究银河系大小以及更大尺度的星系; 但其解析度 (resolution) 不足以研究较小的盘星系、矮星系以及高红移处前身星系 (progenitor galaxies) 中分子气体和原子气体成分, 因此要通过半解析模型给出高红移 HI 和 H₂ 成分的预言, 需要更高的模拟解析度。2009 年完成的 Millennium II 模拟^[117] 提供了比 Millennium 模拟高 125 倍的模拟解析度, 在此基础上的星系形成和演化半解析模型^[118] 更好地符合了低质量端星系的一些性质。因此今后一阶段时间内, 基于 Millennium II 模拟之上将有望开展更进一步的星际分子气体和原子气体的模型工作, 从而给出一些关于矮星系以及高红移星系中分子气体和原子气体的预言结果, 结合将来的高红移分子和原子气体的观测, 可以更进一步地理解早期宇宙中星系的演化以及恒星形成过程。

参考文献:

- [1] Arnett D. *Supernovae and Nucleosynthesis*. Princeton, New Jersey: Princeton University Press, 1996: 519.
- [2] Ferrière K M. *Reviews of Modern Physics*, 2001, 73: 1031.
- [3] 李宗伟, 肖兴华. *天体物理学*, 第二版. 北京: 高等教育出版社, 2005: 284.
- [4] Williams J P, Blitz L, McKee C F. <http://arxiv.org/pdf/astro-ph/9902246v1>, astro-ph/9902246v1, 1999.
- [5] Catinella B. *AIPC*, 2008, 1035: 186.
- [6] Kerr F J, Hindman J V. *AJ*, 1953, 58: 218.
- [7] Shostak G S. *A&A*, 1977, 58: L31.
- [8] Krumm N, Brosch N. *AJ*, 1984, 89: 1461.
- [9] Kerr F J, Henning P A. *ApJ*, 1987, 320: L99.
- [10] Henning P A. *ApJS*, 1992, 78: 365.

- [11] Zwaan M A, Briggs F H, Sprayberry D, et al. *ApJ*, 1997, 490: 173.
- [12] Spitzak J G, Schneider S E. *ApJS*, 1998, 119: 159.
- [13] Rosenberg J L, Schneider S E. *VizieR Online Data Catalog*, 2000, 2130: 177.
- [14] Meyer M J, Zwaan M A, Webster R L, et al. *MNRAS*, 2004, 350: 1195.
- [15] Barnes D G, Staveley-Smith L, de Blok W J G, et al. *MNRAS*, 2001, 322, 486.
- [16] Lang R H, Boyce P J, Kilborn V A, et al. *MNRAS*, 2003, 342: 738.
- [17] Verheijen M, van Gorkom J H, Szomoru A, et al. *ApJ*, 2007, 668: L9.
- [18] Giovanelli R, Haynes M P, Kent B R, et al. *AJ*, 2005, 130: 2598.
- [19] Zwaan M A, Meyer M J, Staveley-Smith L, et al. *MNRAS*, 2005, 359: L30.
- [20] Martin A M, Papastergis E, Giovanelli R, et al. *ApJ*, 2010, 723: 1359.
- [21] Catinella B, et al. *MNRAS*, 2010, 403: 683.
- [22] Walter F, Brinks E, de Blok W J G, et al. *AJ*, 2008, 136: 2563.
- [23] Leroy A K, Walter F, Brinks E, et al. *AJ*, 2008, 136: 2782.
- [24] Savaglio S. *New Journal of Physics*, 2006, 8: 195.
- [25] Prochaska J X, Sheffer Y, Perley D A, et al. *ApJ*, 2009, 691: L27.
- [26] Wolfe A M, Gawiser E, Prochaska J X. *ARA&A*, 2005, 43: 861.
- [27] 侯金良, 史习珩, 傅承启. *天文学进展*, 2010, 28(3): 1.
- [28] Péroux C, McMahon R G, Storrie-Lombardi L J, et al. *MNRAS*, 2003, 346: 1103.
- [29] Rao S M, Turnshek D A, Nestor D B. *ApJ*, 2006, 636: 610.
- [30] Lah P, Chengalur J N, Briggs F H, et al. *MNRAS*, 2007, 376: 1357.
- [31] Guimar aes R, Petitjean P, de Carvalho R R, et al. *A&A*, 2009, 508: 133.
- [32] Noterdaeme P, Petitjean P, Ledoux C, et al. *A&A*, 2009, 505: 1087.
- [33] Wolfe A M, Turnshek D A, Smith H E, et al. *ApJS*, 1986, 61: 249.
- [34] Wolfe A M, Turnshek D A, Lanzetta K M, et al. *ApJ*, 1993, 404: 480.
- [35] Turnshek D A, Rao S M. *ApJ*, 2002, 572: L7.
- [36] Prochaska J X, Herbert-Fort S, Wolfe A M. *ApJ*, 2005, 635: 123.
- [37] Prochaska J X, Hennawi J F, Herbert-Fort S. *ApJ*, 2008, 675: 1002.
- [38] Lanzetta K M, Wolfe A M, Turnshek D A. *ApJ*, 1995, 440: 435.
- [39] Prochaska J X, Wolfe A M. *ApJ*, 2009, 696: 1543.
- [40] Bahcall J N, Peebles P J E. *ApJ*, 1969, 156: L7.
- [41] Boisse P, Le Brun V, Bergeron J, et al. *A&A*, 1998, 333: 841.
- [42] Khare P, Kulkarni V P, Péroux C, et al. *A&A*, 2007, 464: 487.
- [43] Lanzetta K M, Wolfe A M, Turnshek D A, et al. *ApJS*, 1991, 77: 1.
- [44] Prochaska J X, Wolfe A M. *ApJ*, 1998, 507: 113.
- [45] Kauffmann G, Charlot S. *ApJ*, 1994, 430: L97.
- [46] Mo H J, Miralda-Escude J. *ApJ*, 1994, 430: L25.
- [47] Haehnelt M G, Steinmetz M, Rauch M. *ApJ*, 1998, 495: 647.
- [48] Zwaan M, Walter F, Ryan-Weber E, et al. *AJ*, 2008, 136: 2886.
- [49] Altay G, Theuns T, Schaye J, et al. *ApJ*, 2011, 737: L37.
- [50] Fumagalli M, Prochaska J X, Kasen D, et al. *MNRAS*, 2011, 418: 1796.
- [51] Craig Kulesa. *Overview: Molecular Astrophysics and Star Formation*.
<http://loke.as.arizona.edu/ckulesa/research/overview.html>, 2005.
- [52] Young J S, Scoville N Z. *ARA&A*, 1991, 29: 581.
- [53] Guelin M, Zylka R, Mezger P G, et al. *A&A*, 1993, 279: L37.
- [54] Bertsch D L, Dame T M, Fichtel C E, et al. *ApJ*, 1993, 416: 587.
- [55] Narayanan D, Krumholz M R, Ostriker E C, et al. *MNRAS*, 2011, 418: 664.
- [56] Verter F. *ApJS*, 1985, 57: 261.
- [57] Braine J, Combes F, Casoli F, et al. *A&AS*, 1993, 97: 887.
- [58] Young J S, Xie S, Tacconi L, et al. *ApJS*, 1995, 98: 219.

- [59] Nishiyama K, Nakai N. PASJ, 2001, 53: 713.
- [60] Saintonge A, Kauffmann G, Kramer C, et al. MNRAS, 2011, 415: 32.
- [61] Keres D, Yun M S, Young J S. ApJ, 2003, 582: 659.
- [62] Obreschkow D, Rawlings S. MNRAS, 2009, 394: 1857.
- [63] Helfer T T, Thornley M D, Regan M W, et al. ApJS, 2003, 145: 259.
- [64] Leroy A K, Walter F, Bigiel F, et al. AJ, 2009, 137: 4670.
- [65] Daddi E, Bournaud F, Walter F, et al. ApJ, 2010, 713: 686.
- [66] Tacconi L J, Genzel R, Neri R, et al. Nature, 2010, 463: 781.
- [67] Gao Y, Solomon P M. ApJ, 2004, 606: 271.
- [68] Baan W A, Henkel C, Loenen A F, et al. A&A, 2008, 477: 747.
- [69] Bayet E, Aladro R, Martín S, et al. ApJ, 2009, 707: 126.
- [70] Jiang X, Wang J, Gu Q. MNRAS, 2011, 418: 1753.
- [71] Gao Y, Solomon P M. ApJS, 2004, 152: 63.
- [72] Wu J, Evans N J II, Gao Y, et al. ApJ, 2005, 635: L173.
- [73] Gao Y, Carilli C L, Solomon P M, et al. ApJ, 2007, 660: L93.
- [74] Greve T R, Papadopoulos P P, Gao Y, et al.
<http://arxiv.org/pdf/astro-ph/0609826v1>, astro-ph/0609826, 2006.
- [75] Costagliola F, Aalto S, Rodriguez M I, et al. A&A, 2011, 528: A30.
- [76] Wolfe A. M. ASPC, 2007, 379: 217.
- [77] Kennicutt R C Jr. ApJ, 1998, 498: 541.
- [78] Schmidt M. ApJ, 1959, 129: 243.
- [79] Wong T, Blitz L. ApJ, 2002, 569: 157.
- [80] Bigiel F, Leroy A, Walter F, et al. AJ, 2008, 136: 2846.
- [81] Wilson C D, Warren B E, Israel F P, et al. ApJ, 2009, 693: 1736.
- [82] Warren B E, Wilson C D, Israel F P, et al. ApJ, 2010, 714: 571.
- [83] Schruba A, Leroy A K, Walter F, et al. AJ, 2011, 142: 37.
- [84] Bigiel F, Leroy A K, Walter F, et al. ApJ, 2011, 730: L13.
- [85] Rahman N, Bolatto A D, Xue R, et al. ApJ, 2012, 745: 183.
- [86] Saintonge A, Kauffmann G, Wang J, et al. MNRAS, 2011, 415: 61.
- [87] Genzel R, Tacconi L J, Gracia-Carpio J, et al. MNRAS, 2010, 407: 2091.
- [88] Elmegreen B G, Elmegreen D M. ApJ, 1987, 320: 182.
- [89] Elmegreen B G. ApJ, 1989, 338: 178.
- [90] Elmegreen B G. ApJ, 1993, 411: 170.
- [91] Blitz L, Rosolowsky E. ApJ, 2004, 612: L29.
- [92] Blitz L, Rosolowsky E. ApJ, 2006, 650: 933.
- [93] Krumholz M R, McKee C F, Tumlinson J. ApJ, 2008, 689: 865.
- [94] Krumholz M R, McKee C F, Tumlinson J. ApJ, 2009, 693: 216.
- [95] McKee C F, Krumholz M R. ApJ, 2010, 709: 308.
- [96] Krumholz M R, McKee C F, Tumlinson J. ApJ, 2009, 699: 850.
- [97] Krumholz M R, Leroy A K, McKee C F. ApJ, 2011, 731: 25.
- [98] Krumholz M R, Dekel A. <http://arxiv.org/pdf/1106.0301v1>, arXiv:1106.0301, 2011.
- [99] Gnedin N Y, Kravtsov A V. ApJ, 2011, 728: 88.
- [100] Duffy A R, Kay S T, Battye R A, et al. MNRAS, 2012, 420: 2799.
- [101] Obreschkow D, Rawlings S. MNRAS, 2009, 400: 665.
- [102] Obreschkow D, Rawlings S. ApJ, 2009, 696: L129.
- [103] Power C, Baugh C M, Lacey C G. MNRAS, 2010, 406: 43.
- [104] De Lucia G, Blaizot J. MNRAS, 2007, 375: 2.
- [105] Springel V, White S D M, Jenkins A, et al. Nature, 2005, 435: 629.
- [106] Bower R G, Benson A J, Malbon R, et al. MNRAS, 2006, 370: 645.

- [107] Font A S, Bower R G, McCarthy I G, et al. MNRAS, 2008, 389: 1619.
[108] Baugh C M, Lacey C G, Frenk C S, et al. MNRAS, 2005, 356: 1191.
[109] Cook M, Evoli C, Barausse E, et al. MNRAS, 2010, 402: 941.
[110] Cook M, Lapi A, Granato G L. MNRAS, 2009, 397: 534.
[111] Lagos C D P, Baugh C M, Lacey C G, et al. MNRAS, 2011, 418: 1649.
[112] Lagos C D P, Lacey C G, Baugh C M, et al. MNRAS, 2011, 416: 1566.
[113] Fu J, Guo Q, Kauffmann G, et al. MNRAS, 2010, 409: 515.
[114] Mo H J, Mao S, White S D M. MNRAS, 1998, 295: 319.
[115] Wijnholds S, van der Tol S, Nijboer R, et al. IEEE Signal Processing Magazine, 2010, 27: 30.
[116] Obreschkow D, Heywood I, Rawlings S. ApJ, 2011, 743, 84.
[117] Boylan-Kolchin M, Springel V, White S D M, et al. MNRAS, 2009, 398: 1150.
[118] Guo Q, White S, Boylan-Kolchin M, et al. MNRAS, 2011, 413: 101.

Progress on the Study of Atomic and Molecular Gas in Interstellar Medium

FU Jian^{1,2}

(1. Key Laboratory for Research in Galaxies and Cosmology, Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Shanghai 200030, China; 2. Max-Planck-Institute for Astrophysics, Garching bei München D-85741, Germany)

Abstract: Molecular gas (mainly H₂ molecule) and atomic gas (mainly HI atom) are very important baryonic components in interstellar medium, and they play significant roles in various kinds of physical processes in galaxies, including gas cooling and infall, star formation, metal producing, supernova reheating and feedback. It is generally considered that stars form in giant molecular clouds, and atomic gas is the reservoir of the molecular clouds.

In recent years, observations give more and more results on molecular and atomic gas with the development of observational technology.

Atomic gas component in nearby galaxies at low redshift is observed through 21 cm radio emission by neutral hydrogen atoms. 21 cm HI surveys provide a lot of information about the neutral gas components in galaxies at low redshift. Some famous HI survey in recent years are HIPASS, HIJASS, WSRT, ALFALFA, THINGS etc. For galaxies at redshift higher than 0.2, people usually use DLA absorbers to observe the HI gas components indirectly.

Because of the symmetric structure, molecular hydrogen H₂ components cannot be directly observed, and the molecular gas is observed through carbon monoxide or some other molecules as tracers. Some famous CO observations in recent years are FCRAO, COLD GASS, BIMA SONG, HERACLES. Based on these observations, people get the H₂ properties for the local galaxies including the H₂ mass functions at $z = 0$, the surface density

profiles of molecular gas etc. Combining with the star formation rate observations of these galaxies, some astronomers find that the star formation rate correlates with the molecular components more tightly than total cold gas components.

With the advance of observational studies along this line, more and more galaxy formation models have include the molecular and neutral gas components. There are mainly two aspects on the transition of these two components. One is on the transition between atomic and molecular gas in ISM, and the other is the semi-analytic modeling of gas components in the galaxy evolution models.

Elmergreen et al, Blitz & Rosolowsky and some other work suggest that the molecular to neutral gas fraction is determined by the interstellar pressure. Krumholz, Mckee and Tumlinson made a model of the molecular gas formation and photo-ionization in interstellar gas, and they get the results that the molecular gas fraction can be approximately expressed as a function of the local gas surface density and gas metallicity.

For the semi-analytic modeling of gas components in galaxies, Obreschkow & Rawlings made the first attempts with the post-processing method based on the outputs of galaxy formation models, and Power et al. also did the similar work. But such kind of approach is not self-consistent, as their galaxy formation models do not contain the physical processes related with the neutral and molecular gas components. More recently, Cook et al, Lagos et al, and Fu et al. have included in their galaxy formation models with the transition of neutral and molecular gas and the molecular gas related star formation rate according to the findings in recent years. Their models are quite successful in predicting the observational results for local galaxies such as the H_2 and HI mass functions, the gas surface density profiles and some gas to star scaling relations. Their models are able to make additional observations.

In the future, observations by new facilities such as SKA, ALMA, ASKAP, MeerKAT can offer opportunities to get more information about the neutral and molecular gas, especially the direct detection of HI and molecular gas components in galaxies at high redshift, which can further help to study the cosmic evolution of cold gas and even galaxies.

Key words: interstellar medium; atomic gas; molecular gas; star formation; galaxy evolution