

# 演化的星族合成方法

孔 旭<sup>1,2,3</sup> 程 福 臻<sup>1,2</sup>

(1. 中国科学技术大学天体物理中心 合肥 230026)

(2. 中国科学院国家天文台 北京 100012)

(3. 北京天体物理中心 北京 100871)

## 摘 要

演化的星族合成方法是在给定恒星形成率和初始质量函数的前提下,利用理论的恒星演化轨迹和恒星光谱库得到的组合特征(光谱,光度),拟合星系、星团等恒星复合天体的观测特征,给出其中星族组成的一种有效方法。对演化的星族合成方法在天体物理研究中的重要意义及其原理和算法以及影响演化星族合成方法结果的最主要的四个输入量:恒星演化轨迹、恒星光谱库、初始质量函数和恒星形成率进行了评述。

**关键词** 恒星形成率 — 初始质量函数 — 星族合成 — 简单星族

**分类号** P144

## 1 引 言

天文学众多的研究领域都与对星系(形成、结构和演化)的研究有关。通过对星系的研究,我们可以了解宇宙中不同层次结构的形成和演化、宇宙的起源和演化,从而可以获知宇宙的整体信息。因为恒星是星系内已观测到的数量最多的天体,它们集中了宇宙中可观测物质的绝大部分,恒星的形成和演化必然影响星系和宇宙中的物质演化<sup>[1]</sup>。恒星组成的多样性导致了星系特性的差异,在研究星系中的恒星形成、星际介质运动、星系的形成、结构和化学演化等物理过程时,必须先对星系中的恒星成分进行研究。对星系中恒星成分的分析是认识星系乃至整个宇宙的基础。

研究星系中恒星组成的最理想的方法是通过观测研究星系中的每个恒星的特性,即研究星系中恒星在 H-R 图上的分布,来了解星系中的恒星成分<sup>[2]</sup>。由于受到望远镜分辨本领的限制,现在除了对有限的几个邻近星系外,还不能有效区分星系中的单个恒星,对星系中的恒星组成了解得很少,即使对最简单的星系(如矮星系)中的恒星成分也远没

国家自然科学基金资助课题 国家重点基础研究专项经费资助课题

2000-07-07 收到

有完全了解。更大的体系(如旋涡星系)中的恒星组分问题将更为复杂,大量的恒星有可能起源于各自独立的恒星形成事件。

现在,随着观测技术的不断发展,天文学家们正在试图通过利用星系的积分特性(如光度特性、光谱特性)来了解星系内部的恒星特性和恒星形成历史,星族合成方法就是利用这些观测特征来研究星系中恒星组分的一种有效手段,它可以通过比较星系等复合恒星体系和各种年龄( $T$ )、金属丰度( $Z$ )的恒星、星团的光谱或光度特征,并在一些假设的前提下,给出复合体系的星族组成的定量信息<sup>[3]</sup>。它可以用来确定每个复合恒星体系中各种谱型、光度的恒星所占的比例,进而导出不同复合体系的色指数、线强度与绝对星等的关系,给出复合体系的年龄、平均金属丰度、其内部最近恒星形成发生的时间和其质光比。另外,对大红移星系研究时,还可以给出不同年龄和金属丰度的恒星代的演化关系<sup>[4]</sup>。

自从首次用恒星样本谱解释星系谱以来,用各种理论或观测的恒星谱样本来分析星系中的恒星组分已有很长一段时间。Scheiner(1899)可能是最早作此尝试的人,他发现M31的光谱与太阳光谱极为相似,并得出M31是由与太阳相似的恒星组分构成的一个远离我们的恒星体系的结论<sup>[5]</sup>。1934年Ohman发现M32的核区谱与G型矮星光谱极为相似,认为M32核区中的恒星成分可能是G型矮星<sup>[6]</sup>。Whipple于1935年首次引入了星族合成方法,用许多单个恒星光谱去拟合观测到的Virgo星系团的谱,以期得到星系中恒星成分的定量信息。他测量了附近星系中恒星的色指数和光谱中吸收线的等值宽度,建立恒星样本,并测定了Virgo星系团中这些特征量,最后利用这些光度和谱型不同的恒星样本去拟合星系谱<sup>[7]</sup>。近几十年中,由于观测技术的长足发展,理论模型的不断改进,计算能力的迅速提高,星族合成技术也日趋完善,发展了从实验到理论演化的多种合成方法,给出了许多有价值的结果。实验方法是一种纯经验方法,即利用观测得到的恒星谱或星团谱为样本,对观测到的星系谱进行拟合,给出该星系中恒星的有关信息;其优点是不需输入任何理论参数和假设;该方法的缺点是给出的信息相对较少。如果我们对恒星的形成和演化等已有全面了解,利用演化的星族合成方法则可以得到更丰富的信息。近年来演化的星族合成方法在理论和运用上都有了广泛而迅猛的发展。

## 2 演化的星族合成方法原理

演化的星族合成方法(EPS)是研究星系谱光度演化的一种标准方法。它是在假定初始质量函数(IMF)和恒星形成率(SFR)的前提下,计算星系中不同时刻形成的各种质量和金属丰度的恒星数。因为在星系中形成的各种恒星将沿它们在H-R图中的演化轨迹演化,所以可根据恒星演化理论得出完整的恒星演化轨迹,计算出这些恒星在H-R图中的分布。再由观测或恒星大气模型计算得到的恒星光谱库,将H-R图上的恒星转换为可以与观测进行比较的特征量,如积分色指数、星等和光谱,然后再讨论星系的谱光度演化。

为了研究各种恒星体系的光度特性,Tinsley等人的早期工作构建了EPS方法的基础<sup>[8]</sup>;几乎同时,Searle等人为了研究星团和不同形态星系的光度特性也建立了相似的EPS模型<sup>[9]</sup>;Bruzual首次将恒星的光谱数据引入演化的星族合成模型<sup>[10]</sup>,从而使结

果更可靠; Arimoto 等人的工作首次运用 EPS 方法研究了红移不同的星系的特性<sup>[11]</sup>; Guiderdoni 等人 (1987) 的工作改进了 EPS 方法, 考虑了星云发射和尘埃吸收对星系合成谱的影响<sup>[12]</sup>。现在, 比较常用的演化星族合成方法包括 Padova 研究组的椭圆星系的谱光度模型<sup>[13]</sup>、GISSEL96<sup>[14]</sup>、PEGASE2<sup>[15]</sup>、STARBURST99<sup>[16]</sup>和 Lindner 等人 (1998)<sup>[17]</sup>所采用的方法。

这些方法除了对恒星性质、演化的理解越来越全面外, 它们的主要区别在于: (1) 利用了不同的恒星演化轨迹和恒星光谱库; (2) 恒星形成率的选取不同: 有些模型假定所有的恒星同时形成; 另一些模型则假定恒星形成率随时间指数下降; 也有些模型明晰地描述了整个星系从星云开始到气体物理条件适合形成恒星时的整个过程; (3) 初始质量函数的选取不同: 初始质量函数描述了星系中恒星形成时各种质量恒星的分布, 不同的模型初始质量函数形式差别虽然不是很大, 但各模型中初始质量函数的幂指数的选取不同; (4) 早期工作都假定不同时刻形成的恒星的金属丰度一样, 后来的研究才考虑了恒星的金属丰度随星系演化而变化。即星系中可以有各种金属丰度的恒星, 但在计算某一种金属丰度的星族时, 早期的工作并没有考虑星系中的气体的金属丰度随时间的演化, 即化学演化。

### 3 演化星族合成的主要参数

演化的星族合成方法中的主要参数包括恒星演化轨迹、恒星光谱库、初始质量函数和恒星形成率。合成结果的好坏主要取决于所利用的恒星演化轨迹、恒星光谱库是否完备; 所采用的初始质量函数和恒星形成率的形式是否正确。

#### 3.1 恒星演化轨迹

Chiosi 等人 (1992) 对恒星演化理论给予了较为详细的评述<sup>[18]</sup>。现在被广泛应用的恒星演化轨迹库分别是 Geneva 和 Padova 研究组建立的。这两个库的金属丰度和恒星的质量范围都较宽, 且都是基于最新的恒星物理参数 (包括不透明度、恒星质量损失、混合和对流超射) 而建立的。它们的不同主要在于输入参数差别、观测和理论的不确定性。Charlot 等人 (1996) 和 García-Vargas 等人 (1995) 详细讨论了这两种恒星演化轨迹库对演化的星族合成模型的影响<sup>[19,20]</sup>。

##### 3.1.1 Padova 恒星演化轨迹 (P-track)

P-track 包括 7 种金属丰度的恒星演化模型  $Z = 0.0001, Y = 0.230$ ;  $Z = 0.0004, Y = 0.230$ ;  $Z = 0.004, Y = 0.240$ ;  $Z = 0.008, Y = 0.250$ ;  $Z = 0.02, Y = 0.280$ ;  $Z = 0.05, Y = 0.352$ ;  $Z = 0.1, Y = 0.475$ <sup>[21~23]</sup>。He 与重元素丰度关系为  $dY/dZ = 2.5$ 。金属丰度  $Z = 0.0001 \sim 0.05$  的演化轨迹的质量范围为  $0.6 \sim 120M_{\odot}$ ,  $Z = 0.1$  的演化轨迹的质量范围是  $0.6 \sim 9M_{\odot}$ 。对于中等质量和小质量的恒星演化阶段包括从零年龄主序 (ZAMS) 到热脉动的 AGB 阶段 (TP-AGB); 对大质量恒星的演化阶段计算包括从 ZAMS 到中心 C 核点燃。模型的主要输入参数有:

- 除  $Z = 0.1$  的恒星演化模型外, 采用了 Iglesias 等人 (1992) 和 Rogers 等人 (1992) 的辐射不透明度<sup>[24,25]</sup>; 对于  $Z = 0.1$  演化轨迹, 采用了 Huebner 等人 (1977) 的经典不

透明度数据 [26]。

- 利用了 Caughlan 和 Fowler(1988) 核反应率和 Munakata 等人 (1985) 的中微子能量损失率 [27,28]。
- 考虑了对流超射对恒星演化的影响, 对流元素的平均自由程取为  $0.5 H_p$ 。  $H_p$  为局域压强标高。
- 中等质量和小质量恒星计算时没有考虑到质量损失; 对大质量恒星计算则考虑了星风引起的质量损失, 采用了 de Jager 等人 (1988) 的质量损失率 [29]; 对处于 W-R 演化阶段的大质量恒星, 利用了 Langer(1989) 的质量损失率 [30]。

### 3.1.2 Geneva 恒星演化轨迹 (G-track)

Geneva 恒星演化模型的计算包括: 主序前演化; 质量为  $0.6 \sim 120 M_{\odot}$  的主序和主序后的演化, 包括 5 种金属丰度的恒星演化模型:  $Z = 0.040, Y = 0.34$ ;  $Z = 0.020, Y = 0.30$ ;  $Z = 0.008, Y = 0.264$ ;  $Z = 0.004, Y = 0.252$ ;  $Z = 0.001, Y = 0.243$ [31,32]; 各种金属丰度的水平分支星 (HB)、Post-HB 和 AGB 恒星的演化。模型的主要输入参数有:

- 采用了 Iglesias 等人 (1992)、Iglesias 和 Rogers(1993) 的不透明度数据 [24,33]; 当  $T_{\text{eff}} \leq 6000K$  时, 利用了 Kurucz(1991) 的不透明度 [34]。
- 初始组分 ( $Y, Z$ ) 的选取根据  $Y = Y_p + (dY/dZ)\delta Z$ ,  $Y_p = 0.24$  为原初 He 丰度,  $dY/dZ = 3$ (当  $Z = 0.04$  时,  $dY/dZ = 2.5$ )。
- 采用了 de Jager 等人 (1988) 的质量损失率 [29], 利用了 Kudritzki 等人 (1989) 的质量损失率与金属丰度关系 [35], 即  $\dot{M} \propto Z^{0.5}$ ; 对处于 W-R 演化阶段的大质量恒星, 利用了 Langer(1989)、Conti(1988) 的质量损失率 [30,36]。
- 考虑了对流超射对恒星演化的影响, 对流元素的平均自由程取为  $0.2 H_p$ 。

### 3.1.3 两种恒星演化轨迹库的比较

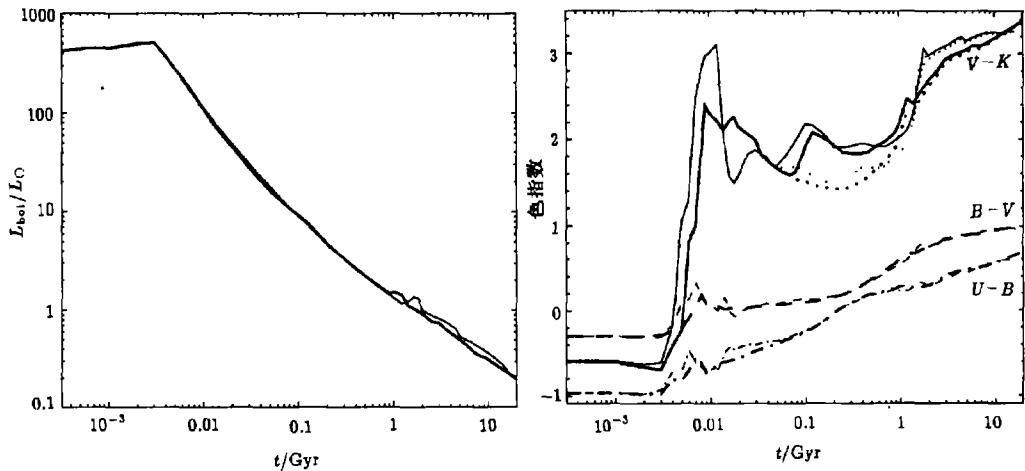


图 1 热光度(左)和色指数(右)与时间的关系 [15]

粗线为利用 Padova 恒星演化轨迹得到的结果, 细线为 Geneva 恒星演化轨迹的结果

上述两种恒星演化轨迹库的差异主要源自输入参数 (例如对流元素的平均自由程、质量损失率等) 的不同和各自观测和理论的不确定性。现在, Padova 恒星演化轨迹多用于年老星系的 EPS 模型, Geneva 恒星演化轨迹多被用于年轻星系 (如星暴星系) 的 EPS 模型中。为了更好地显示恒星演化轨迹对星族合成结果的影响, 我们在图 1 中给出了利用 Padova 恒星演化轨迹和 Geneva 恒星演化轨迹得到的光度和色指数随时间演化的情况。图中粗线为利用 Padova 恒星演化轨迹得到的结果, 细线为 Geneva 恒星演化轨迹的结果, 右图中的点线和实线分别表示不同的色指数。由图 1 我们可以发现, 两种恒星演化轨迹给出的热光度、 $B-V$ 、 $U-B$  等色指数符合得较好, 但色指数  $V-K$  有较明显的差异。

### 3.2 恒星光谱库

恒星演化的轨迹决定了恒星在 H-R 图上的分布, 为了将 H-R 图上的恒星分布转换成可以与观测进行比较的特征量, 需要一个比较完备的恒星光谱样本。现在常用的恒星光谱样本有两类: 观测的恒星光谱库<sup>[37]</sup>和理论的恒星光谱库<sup>[38~40]</sup>。

#### 3.2.1 观测的恒星光谱库

星系是由恒星构成的, 为了产生好的星族合成谱, 我们必须首先观测一批种类尽量多的恒星谱。另外, 现在理论计算的恒星谱虽然很全面, 但在进行计算时, 必须利用观测的恒星光谱进行比较。所以观测高精度的恒星谱对于星族合成研究极为重要。由于受到尘埃吸收的影响, 现在观测得到的恒星谱主要集中在太阳金属丰度附近, 总数不超过 8000 个。现在常用的观测恒星光谱库由以下几部分组成:

(1) 紫外恒星谱 Heck 等人 (1984) 给出了 IUE 卫星观测得到的 229 个低分辨率的紫外波段谱, 波长区间为  $1153 \sim 3201 \text{ \AA}$ , 谱型包括 O~F 及 G 型星<sup>[41]</sup>。Walborn 等人 (1995) 给出了 IUE 观测得到的 O、B 型星的 UV(1200~1900Å) 谱<sup>[42]</sup>。Robert 等人给出了 31 个 O 型和 WR 星的 UV 谱<sup>[43]</sup>。

(2) 光学恒星谱 Gunn 和 Stryker(1983) 给出了 175 个正常恒星光谱, 范围是  $3160 \sim 10620 \text{ \AA}$ <sup>[44]</sup>。Kiehling(1987) 观测了 67 个波长区间为  $3200 \sim 8800 \text{ \AA}$  的 F~M 型恒星光谱<sup>[45]</sup>。Jacoby 等人 (1984) 观测了 161 颗恒星的光谱 ( $3510 \sim 7427 \text{ \AA}$ ), 其中有些是非太阳金属丰度的恒星谱。Pickles(1985) 给出了 48 个标准星的光学谱 ( $3600 \sim 10000 \text{ \AA}$ )<sup>[46]</sup>。

(3) 近红外恒星谱 Serote 等人 (1996) 观测了 21 个波长为  $4800 \sim 8920 \text{ \AA}$ 、分辨率为  $0.43 \text{ \AA} \cdot \text{pixel}^{-1}$  的 G~M 型的巨星和超巨星的光谱; 另外还包括 7 个波长为  $5000 \sim 9783 \text{ \AA}$ 、分辨率为  $3.3 \text{ \AA} \cdot \text{pixel}^{-1}$  的 F~M 型矮星和巨星的光谱<sup>[47]</sup>。Danks 和 Dennefeld(1994) 提供了 126 个 MK 标准星的 NIR 光谱, 范围是  $5800 \sim 10200 \text{ \AA}$ , 分辨率为  $4 \text{ \AA} \cdot \text{pixel}^{-1}$ <sup>[48]</sup>。

利用这些观测谱样本, Pickles(1998) 给出了 131 个波长范围为  $1150 \sim 25000 \text{ \AA}$ 、波长间隔为  $5 \text{ \AA}$  的恒星光谱库。恒星的谱型包括太阳金属丰度的正常恒星, 金属贫或金属富的 G~K 巨星和 F~K 矮星<sup>[37]</sup>。

#### 3.2.2 理论的恒星光谱库

观测的恒星谱的样本有限, 一般不能完全满足对星系星族合成时的需要。所以需要利用恒星大气模型计算理论的恒星光谱库对观测谱进行补充。

(1) Kurucz 恒星光谱库 现在, 演化的星族合成方法中被最为广泛应用的理论的恒星光谱库是 Kurucz(1992) 恒星光谱库。Kurucz 恒星光谱库的有效温度  $T_{\text{eff}}$  范围为  $4000 \sim 8000$

K, 表面重力加速度有  $\log g$  为  $1.0 \sim 5.0$ , 金属丰度  $[\text{Fe}/\text{H}]$  范围为  $-1.0 \sim +0.5$ 。微扰速度为  $\xi = 2\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。光谱的波长区间为  $90 \sim 160\,000\text{\AA}^{[38]}$ 。

(2) LCB 恒星光谱库 Kurucz 恒星光谱库中对于温度特别高或特别低的恒星进行光谱计算效果不是很好, Lejeune 等人 (1997,1998) 利用 Kurucz 模型和最新的冷星和热星的恒星大气模型, 重新计算了理论的恒星光谱库<sup>[39,40]</sup>。主要包括: (i) 温度在  $3500 \sim 50\,000\text{K}$ , 与 Kurucz 模型相同; (ii) 温度在  $2500 \sim 3500\text{K}$ , 金属丰度  $[\text{Fe}/\text{H}]$ :  $-1.0 \sim +0.5$ , 利用 Fluks 等人 (1994) 和 Bessell 等人 (1991) 的 M 巨星数据<sup>[49,50]</sup>; (iii) 温度在  $2500 \sim 3500\text{K}$  利用 Allard 和 Hauschildt (1995) 的 M 矮星模型。通过内插和外推, 得到的理论恒星光谱对应的参数范围为:  $T_{\text{eff}}$ :  $2000 \sim 50\,000\text{K}$ ,  $\log g$ :  $-1.02 \sim 5.5$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ :  $-3.5 \sim +1.0$ , 波长范围:  $91\text{\AA} \sim 160\mu\text{m}$ 。

尽管观测得到恒星光谱数量有限, 但它在演化的星族合成模型方法中很重要。我们可以直接利用观测的恒星光谱对某些星系进行星族合成; 另外, 观测高精度的恒星谱是检验恒星大气模型和计算理论恒星谱的基础。受观测恒星谱数量少的限制, 对各种星系进行星族合成时, 有时会因恒星光谱的不完备而不能对观测特征给予较好的拟合, 所以现在绝大多数 EPS 模型都是利用理论的恒星光谱。早期的 EPS 模型利用的多是 Kurucz 的恒星光谱库, 最新的 EPS 模型一般都利用更加全面和完备的 LCB 恒星光谱库。

### 3.3 初始质量函数 (IMF)

恒星的主要的特征是由其质量确定的, 所以描述星系中形成的恒星的质量分布就显得很重要。定义在时间间隔  $(t, t+dt)$  中形成的质量为  $(m, m+dm)$  的恒星数是:  $\phi(m)\psi(t)dm dt = B(t)$ 。  $B(t)$  称作恒星的诞生率,  $\psi(t)$  表示单位时间中形成的恒星的总质量, 称作恒星形成率 (SFR)。  $\phi(m)$  即初始质量函数 IMF, 它表示恒星形成时各种质量恒星的分布, 并经常近似地写成幂指数形式:  $\phi(m) \propto m^{-(1+x)}$ ,  $x$  称为 IMF 指数,  $m_{\text{low}} < m < m_{\text{up}}$ , 其中  $m_{\text{up}}$  和  $m_{\text{low}}$  为 IMF 的质量上、下限。对于太阳附近的恒星, 可以通过恒星计数测量其 IMF; 对于银河系的其它区域和河外星系, 可以通过对大质量恒星、超新星计数和理论模型估计其 IMF<sup>[51]</sup>。

#### 3.3.1 测量和计算方法

(1) 恒星计数法 首先对恒星进行绝对星等计数, 得到恒星的绝对星等分布。再根据质光关系将绝对星等分布转化为主序星的质量分布  $n(m)dm$ , 其中  $n(m)$  表示质量介于  $(m, m+dm)$  之间的主序星的数目。根据一些近似和转换关系得到恒星的 IMF。对于银河系和其它邻近星系, 质量较小的恒星无法观测, 但可以通过对大质量的恒星进行计数, 得出恒星的初始质量函数<sup>[52]</sup>。

(2) 理论方法 因为利用恒星计数的方法只能确定邻近恒星的 IMF, 对于河外星系, 只能通过理论模型来推导恒星的 IMF。研究星系 IMF 的理论方法主要有以下几种<sup>[53]</sup>:

- 基于引力破碎理论, 即在一个密度和速度涨落都很小的体系中, 当引力能大于气体的热能时, 引力不稳定性将导致系统塌缩、瓦解, 形成恒星;
- 云团之间的相互作用导致云块的破碎和恒星的形成;
- 随机的超音速流 (如激波) 与云之间的作用引起分子云中的质量重新分布;
- 原恒星吸积引起的星风触发恒星形成;

- 恒星能源 (原恒星、超新星、HII 区) 驱动的壳层不稳定性。

### 3.3.2 IMF 的主要形式

IMF 一般表示为  $\phi(m) = c \cdot m^{-(1+x)}$ , 不同的 IMF 主要区别在于指数  $x$  的取值。下面列出一些常用的  $x$  值:

- Salpeter(1955)<sup>[54]</sup>:  $x = 1.35 \quad 0.1 \leq m/M_{\odot} < 125$  (1)

- Miller 和 Scalo(1979)<sup>[55]</sup>:  $x = \begin{cases} 0.4 & 0.1 \leq m/M_{\odot} < 1 \\ 1.5 & 1 \leq m/M_{\odot} < 10 \\ 2.3 & 10 \leq m/M_{\odot} < 120 \end{cases}$  (2)

- Kennicutt(1983)<sup>[56]</sup>:  $x = \begin{cases} 0.4 & 0.1 \leq m/M_{\odot} < 1 \\ 1.5 & 1 \leq m/M_{\odot} < 120 \end{cases}$  (3)

- Kroupa 等人 (1993)<sup>[57]</sup>:  $x = \begin{cases} 0.3 & 0.1 \leq m/M_{\odot} < 0.5 \\ 1.2 & 0.5 \leq m/M_{\odot} < 1 \\ 1.7 & 1 \leq m/M_{\odot} < 120 \end{cases}$  (4)

- Scalo(1998)<sup>[53]</sup>:  $x = \begin{cases} 0.2 & 0.1 \leq m/M_{\odot} < 1 \\ 1.7 & 1 \leq m/M_{\odot} < 10 \\ 1.3 & 10 \leq m/M_{\odot} < 120 \end{cases}$  (5)

除了指数  $x$  的取值导致 IMF 的形式差异之外, IMF 的质量上、下限也会直接影响星族合成的结果。IMF 的质量下限  $m_{\text{low}}$  对色指数等相对量没有影响, 但其决定了一些绝对量 (如单位质量中超新星产生率) 和星系中星族的总质量; 质量上限  $m_{\text{up}}$  决定了大质量的恒星数的多少, 而大质量恒星演化速度快, 所以质量上限与星系的化学演化等密切相关。对于不同的星系, IMF 的质量上、下限值的选取一般不同。

### 3.4 恒星形成率 (SFR)

星系的形状由恒星形成时标与星系塌缩和耗散时标的比值决定, 星系的色指数受恒星的年龄分布影响, 星系的化学演化取决于 SFR 和气体流动速率的关系, SFR 是影响星系演化的主要因素之一, 研究 SFR 对了解星系的物理本质和演化历史极为重要<sup>[51]</sup>。理论模型中, SFR 的表达式为:  $\psi(t) = \psi(0) \cdot e^{-t/\tau}$ , 其中  $t$  和  $\tau$  分别表示星系的年龄和恒星形成的持续时标。当  $\tau \ll t$ , 即恒星形成的持续时标远小于星系的年龄时, 所有恒星的年龄几乎相等, 称作瞬时暴; 另一种极端情况是  $\tau \gg t$ , 此时  $SFR = \text{常数}$ , 恒星形成一直在不间断地进行。实际情况是介于这两种极端情况之间, 可以利用星系的一些与恒星形成相关的特征值 (如紫外 (UV)、远红外 (FIR) 连续谱和星云复合线) 从不同的途径来确定星系的恒星形成率<sup>[58]</sup>。

(1) 动力学方法 对于太阳周围邻近区域的 SFR, 可利用动力学方法估计 SFR。即根据观测垂直于星系盘方向的恒星运动, 利用动力学方法估计星系总的表面面密度; 扣

除 ISM 对星系面密度的贡献, 得到恒星对星系的表面面密度的贡献。估计已经死亡的恒星占恒星总数的 0.1 ~ 0.3, 校正现在观测、计算得到星系的面密度, 从而得到 SFR<sup>[60]</sup>。

(2) UV 连续谱测量法 年轻恒星的辐射波段主要为 UV 连续谱, 可以用波长在 1250 ~ 2500Å 范围内的连续谱来测量星系中的 SFR。这种方法不仅适合于年轻的星暴星系, 而且适合于正常星系的 SFR 确定。其优点是与年轻的大质量恒星的辐射直接相关, 且可应用于红移较高的星系 SFR 研究 ( $z < 3$ )。缺点是对消光和 IMF 的具体形式敏感。研究表明, 不同的恒星形成星系的 IMF 变化不大, 但不同星系的消光可能差别很大<sup>[61]</sup>。UV 连续谱和 SFR 的关系可表示为:

$$SFR(M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}) = 1.4 \times 10^{-35} L_{(1500 \sim 2800\text{\AA})} (\text{J} \cdot \text{s}^{-1}) \quad (6)$$

(3) 星云复合线测量法 恒星形成星系的光谱中有大量的星云复合线, 这些复合线与星系中形成的年轻的大质量星族直接相关, 对这些星云复合线的测量可以用来确定星系中的 SFR。经常利用的复合线包括 H $\alpha$ 、H $\beta$ 、P $\alpha$ 、P $\beta$ 、Br $\alpha$  等。Kennicutt 等人 (1994)、Madau 等人 (1998)、Pettini 等人 (1998) 利用 H $\alpha$  得到的 SFR 为<sup>[61,62,59]</sup>:

$$\begin{aligned} SFR(M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}) &= 7.9 \times 10^{-49} L(\text{H}\alpha) (\text{J} \cdot \text{s}^{-1}) \\ &= 1.08 \times 10^{-53} Q(\text{H}^0) (\text{s}^{-1}) \end{aligned} \quad (7)$$

式中,  $Q(\text{H}^0)$  是电离光子光度。这种方法的优点是比较精确和直接, 缺点是受到消光影响和对 IMF 函数的不确定因素极为敏感。

(4) [OII] $\lambda$ 3727 禁线测量法 当红移  $z \geq 0.5$  时, H $\alpha$  将移出可见光波段, 需要利用更蓝的发射线来定量计算 SFR。但由于高阶 Balmer 发射线较弱或受到恒星吸收的影响, 不适合定量计算 SFR。蓝端光谱中最强的发射线为 [OII] $\lambda$ 3727 禁线, 可以利用它来研究高红移星系中的 SFR<sup>[63]</sup>。SFR 和 [OII] 线光度的关系可表示为:

$$SFR(M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}) = (1.4 \pm 0.4) \times 10^{-48} L[\text{OII}] (\text{J} \cdot \text{s}^{-1}) \quad (8)$$

因为这种 [OII] 线的光度受消光、气体占有比的变化等影响, 这种方法得到的 SFR 不如测 H $\alpha$  得到的 SFR 精确。

(5) 远红外连续谱测量法 星系发出的热光度的一部分被星际尘埃吸收, 并发出波长 10 ~ 300 $\mu\text{m}$  的 IR 热辐射。尘埃吸收截面的峰值在 UV 波段, 可以通过测量 FIR 发射来定量估计星族的 SFR<sup>[64]</sup>。

$$SFR(M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}) = 4.5 \times 10^{-51} L_{\text{FIR}} (\text{J} \cdot \text{s}^{-1}) \quad (9)$$

FIR 光度的强度取决于年轻恒星的热辐射和尘埃组分的多少, 它比较适合于确定核心区周围被尘埃包围的星暴星系的 SFR。另外, 因为红外辐射和射电辐射存在紧密的相关性, 也可以通过测量射电辐射来确定星系的 SFR<sup>[65]</sup>。

特别值得一提的是, 最新的研究发现 SFR 与星系的红移有关。红移从  $z = 0$  增加到  $z = 1$  时, SFR 快速增大 ( $\approx 10$ ); 当红移  $z > 1$  时, 星系的 SFR 没有明显的变化<sup>[66]</sup>。



## 4 演化星族合成的算法

由演化的星族合成原理可知, 当我们已知星系等复合的恒星体系中的初始质量函数和恒星形成率, 并且有一个比较完备的恒星演化轨迹库和恒星光谱库时, 就可以计算年龄为  $t$  的星系在波长  $\lambda$  处的单色流量  $F_\lambda(t)$  [15]:

$$F_\lambda(t) = \int_0^t \tau(t-\theta) d\theta \int_{m_l}^{m_u} \phi(m) f_\lambda(m, \theta) dm \quad (10)$$

其中,  $\tau(t-\theta)$  为时刻  $(t-\theta)$  时的恒星形成率,  $\phi(m)$  为初始质量函数,  $m_l, m_u$  为 IMF 的质量下限和上限。  $f_\lambda(m, \theta)$  表示质量为  $m$  的恒星在它诞生后的  $\theta$  时刻、在波长为  $\lambda$  处的单色流量。  $\int_{m_l}^{m_u} \phi(m) f_\lambda(m, \theta) dm \equiv \text{SSP}_\lambda(\theta)$  表示年龄为  $\theta$  的简单星族的单色流量。简单星族 (SSP) 是指年龄和金属丰度相同的一类恒星的集合。计算  $\text{SSP}_\lambda(\theta)$  的方法主要有三种: 等质量法、燃料消耗关系法和等时合成方法。理论上, 这三种方法的结果应该是一致的 (因为它们都基于恒星演化理论), 但实际计算的结果却有较大差异 [67]。燃料消耗关系法是基于认为星族中处于主序后演化阶段的恒星对星族积分热光度的贡献正比于该演化阶段所消耗的核燃料 [1]。现在这种算法已经不常用, 只需对等质量法和等时合成方法作较为详细的描述。

### 4.1 等质量法

这种算法是将恒星按质量分区, 每个质量间隔对应于一小段恒星演化轨迹。星系的年龄一定时,  $(m, m+dm)$  区间的恒星演化轨迹的长度由恒星年龄的分布即恒星的形成时标确定。年龄已知的星族在颜色-星等图 (CMD) 上的分布可用有限数目的恒星演化轨迹表示。通过对这些轨迹的积分, 可得到星系的积分特性 [10,12,8]。利用等质量法时, 年龄为  $t$  的星系在波长  $\lambda$  处的单色流量  $F_\lambda(t)$  [15]:

$$F_\lambda(t) = \sum_{i=1}^{p-1} \tau(t-\theta_i) \sum_{j=1}^{q-1} \phi(m_j) (m_{j+1} - m_j) \int_{\theta_j}^{\theta_{j+1}} f_\lambda(m_j, \theta) d\theta \quad (11)$$

其中,  $\theta_1 = 0, \theta_p = t, m_1 = m_l, m_q = m_u$ 。(11) 式和 (10) 式近似相等的条件应是  $m_{j+1} - m_j$  足够小。对于恒星形成时标大于  $10^9 \text{ yr}$  的星系, 同一质量的恒星, 不同的年龄沿恒星演化轨迹分布包括多个演化阶段, 星族光度特性随时间平缓变化。当恒星形成时标较短时 (如星暴星系, 恒星形成时标小于  $10^7 \text{ yr}$ ), 短的时标会使得所有恒星的年龄相近, 每个质量间隔内的恒星在 CMD 上相当于一, 当某个恒星由一个演化阶段进入其它演化阶段时, 星族的色指数和星等将发生突然变化。为了减小和抹平这种突变, 常需要人为引入平滑函数。

### 4.2 等时合成方法

对于任一给定的星族, 其年龄和金属丰度已知。由恒星演化轨迹就可以知道各种年龄的恒星在 CMD 上的位置。与等质量方法不同, 等时法不是将恒星按质量分布给出每个质量间隔的恒星演化轨迹, 而是利用插值的方法计算等年龄线 (质量连续), 即寻找质量不同的各恒星演化轨迹上年龄相同的点进行内插。等年龄线上具有给定质量的恒星数

目由初始质量函数确定<sup>[68,14]</sup>。利用等时合成方法时, 年龄为  $t$  的星系在波长  $\lambda$  处的单色流量  $F_\lambda(t)$ <sup>[15]</sup>:

$$F_\lambda(t) = \sum_{i=1}^{p-1} \tau(t - \theta_i)(\theta_{i+1} - \theta_i) \int_{m_i}^{m_u} \phi(m) f_\lambda(m, \theta_i) dm, \quad (12)$$

当  $\theta_{i+1} - \theta_i$  足够短时,  $\int_{m_i}^{m_u} \phi(m) f_\lambda(m, \theta_i) dm$  演化较小, 上式是 (10) 式的较好近似。利用该方法计算得到的积分色指数和星等变化是平滑的, 也不需要燃料消耗关系法中所需的假定。现在的各种演化合成方法的计算多采用这种算法。

## 5 讨论与展望

综上所述, 在恒星形成率和初始质量函数已知的条件下, 演化的星族合成方法是一种较精确的理论方法, 能给出大量有用信息, 如 H-R 图上金属丰度不同的星族分布、尚没有形成恒星的星系内气体的质量组分和金属丰度、星系的绝对星等、宽波段积分色指数、质光比等。另一方面, 该方法存在的问题也较明显: 它是在假定对恒星演化有全面了解的前提下进行的, 其给出结果的好坏, 取决于目前根据恒星结构和演化理论计算出一定年龄和金属丰度的恒星在 H-R 图上的演化轨迹, 而目前尚无一个很全面的恒星演化轨迹图, 现在所用的轨迹多为几个不同工作 (输入参量不同) 的结果的简单组合; 另外, 星系中的恒星形成过程也不确定, 持续的恒星形成模型、复合星暴模型、多次星暴模型给出的结果都与观测在某些方面不符, 故合理普适的 SFR 有待于发展。同时, IMF 质量上、下限的选取是否合理将直接影响星族合成的结果。现在, 这种方法被广泛运用于各种类型的星团、星系的研究中。国内最近已经开始了这方面的研究, 如邓李才等人研究了疏散星团 M67<sup>[69]</sup>; 孔旭等人利用演化的星族合成方法和 BATC 观测数据在国际上首次给出了星系 M81 的年龄、金属丰度和内红化的两维分布<sup>[70]</sup>。

目前国内外绝大多数采用的演化的星族合成方法中, 都只考虑单星演化的模型和观测值, 正如我们知道的, 组成星系的恒星中有约 40% 是双星, 而双星中的一半左右是致密双星。因此, 在演化的星族合成方法中考虑致密双星演化的影响是目前研究的重要课题之一。还有, 星系的动力学演化决定了星系内质量的分布, 这种分布又影响着星系内恒星形成区分布和恒星形成率。进一步将星系的动力学演化因素考虑进去是目前研究的另一重要课题。这一切说明演化的星族合成方法仍处在不断发展和逐步完善之中。

## 参 考 文 献

- 1 Buzzoni A. Ap. J. Suppl. Ser., 1989, 71: 817
- 2 Leitherer C, Heckman T M. Ap. J. Suppl. Ser., 1995, 96: 9
- 3 Goerd A, Kollatschny W. Astron. Astrophys., 1998, 337: 699
- 4 Bica E, Allion D, Schmitt H R. Astron. Astrophys., 1994, 283: 805
- 5 Scheiner J. Ap. J., 1899, 9: 149
- 6 Ohman Y. Ap. J., 1934, 80: 171
- 7 Whipple F L. Harvard Obs. Circ., 1935, N404: P1
- 8 Tinsley B M. Astron. Astrophys., 1972, 20: 382

- 9 Searle L, Sargent W L W, Bagnuolo W G. *Ap. J.*, 1973, 179: 427
- 10 Bruzual A G. *Ap. J.*, 1983, 273: 205
- 11 Arimoto N, Yoshii Y. *Astron. Astrophys.*, 1986, 164: 260
- 12 Guiderdoni B, Rocca-Volmerange B. *Astron. Astrophys.*, 1987, 186: 1
- 13 Tantaló R, Chiosi C, Bressan A *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1996, 311: 361
- 14 Bruzual G, Charlot S. *Galaxy Isochrone Synthesis Spectral Evolution Library*, 1996, ftp://140.252.3.54/pub/charlot/bc96/
- 15 Fioc M, Rocca-Volmerange B. *Astron. Astrophys.*, 1997, 326: 950
- 16 Leitherer C, Schaerer D, Goldader J D *et al.* *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1999, 123: 3
- 17 Lindner U, Alvensleben U Fritze-von., Fricke K J. *Astron. Astrophys.*, 1999, 341: 709
- 18 Chiosi C, Bertelli G, Bressan A. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1992, 30: 235
- 19 Charlot S, Worthey G, Bressan A. *Ap. J.*, 1996, 457: 625
- 20 García-Vargas M L, Bressan A, Diaz A I. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1995, 112: 13
- 21 Girardi L *et al.* *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1996, 117: 113
- 22 Bressan A, Bertelli G, Fagotto F *et al.* *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1993, 100: 647
- 23 Fagotto F, Bressan A, Bertelli G *et al.* *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1994, 105: 39
- 24 Iglesias C A, Rogers F J, Wilson B G. *Ap. J.*, 1992, 397: 717
- 25 Rogers F J, Iglesias C A. *Ap. J.*, 1992, 401: 361
- 26 Huebner W F *et al.* *Los Alamos Sci. Lab. Repp.* 1977, LA-6760-M
- 27 Caughlan G R, Fowler W A. *Atomic Data Nuc. Data Tables*, 1988, 40: 283
- 28 Munakata H, Kohyama Y, Itoh N. *Ap. J.*, 1985, 296: 197
- 29 de Jager C, Nieuwenhuijzen H, van der Hucht K A. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1988, 72: 259
- 30 Langer N. *Astron. Astrophys.*, 1989, 220: 135
- 31 Charbonnel C, Meynet G *et al.* *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1993, 101: 415
- 32 Schaller G *et al.* *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1993, 102: 339
- 33 Iglesias C A, Rogers F J. *Ap. J.*, 1993, 412: 752
- 34 Kurucz R L. In: *Stellar Atmospheres, Proceedings of the Advanced Research Workshop, Trieste, Italy, 1990*, Dordrecht: Kluwer, 1991: 441
- 35 Kudritzki R P *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1989, 219: 205
- 36 Conti P S. *NASA SP-497*, 1988, 81
- 37 Pickles A J. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1998, 110: 863
- 38 Kurucz R L. *ATLAS9, Kurucz CD-ROM No. 13*, 1993
- 39 Lejeune Th, Cuisinier F, Buser R. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1997, 125, 229
- 40 Lejeune Th, Cuisinier F, Buser R. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1998, 130: 65
- 41 Heck A *et al.* *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1984, 57: 213
- 42 Walborn N R *et al.* *Bull. Am. Astron. Soc.*, 1995, 27(2): 2221
- 43 Robert C, Leitherer C, Heckman T M. *Ap. J.*, 1993, 418: 749
- 44 Gunn J E, Stryker L L. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1983, 52: 121
- 45 Kiehling R. *Astron. Astrophys.*, 1987, 69: 465
- 46 Pickles A J. *Ap. J.*, 1985, 296: 340
- 47 Serote R M, Boisson C, Joly M. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1996, 117: 93
- 48 Danks A C, Dennefeld M. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1994, 106: 382
- 49 Fluks M A, Plez B, Thé P S *et al.* *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1994, 105: 311
- 50 Bessell M S, Brett J M, Wood P R *et al.* *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1991, 89: 335
- 51 Tinsley B M. *Fundam. Cosmic Phys.*, 1980, 5: 287
- 52 Meyer M R *et al.* In: *Mannings V, Boss A P, Russell S S eds. Protostars and Planets IV*, Tucson: University of Arizona Press, in press
- 53 Scalo J M. In: *Gilmore G, Howell D eds. The Stellar Initial Mass Function*, ASP Conf. Ser., 1998, 142: 201

- 54 Salpeter E E. *Ap. J.*, 1955, 121: 161  
55 Miller G E, Scalo J M. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1979, 41: 513  
56 Kennicutt R C. *Ap. J.*, 1983, 272: 54  
57 Kroupa P, Tout C A, Gilmore G. *M.N.R.A.S.*, 1993, 262: 545  
58 Kennicutt R C. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1998, 36: 189  
59 Pettini M, Kellogg M, Steidel C C. *Ap. J.*, 1998, 508: 539  
60 Oort J H. In: Blaauw A, Schmidt M eds. *Galactic Structure*, Chicago: University of Chicago Press, 1965: 455  
61 Madau P, Pozetti L, Dickinson M. *Ap. J.*, 1998, 498: 106  
62 Kennicutt R C, Tamblyn P, Congdon C W. *Ap. J.*, 1994, 435: 22  
63 Gallagher J S, Bushouse H, Hunter D A. *A. J.*, 1989, 97: 700  
64 Meurer G *et al.* *A. J.*, 1997, 114: 54  
65 Mobasher B *et al.* *M.N.R.A.S.*, 1999, 308: 45  
66 Steidel C C, Adelberger K L, Giavalisco M *et al.* *Ap. J.*, 1998, 492: 428  
67 Maraston C. *M.N.R.A.S.*, 1998, 300: 872  
68 Bruzual G, Charlot S. *Ap. J.*, 1993, 405: 538  
69 Deng L C *et al.* *Ap. J.*, 1999, 524: 824  
70 Kong X, Zhou X, Chen J S *et al.* *A. J.*, 2000, 119: 2745

## Evolutionary Population Synthesis Method

Kong Xu<sup>1,2,3</sup>    Cheng Fuzhen<sup>1,2</sup>

(1. *Center for Astrophysics, University of Science and Technology of China, Hefei, 230026*)

(2. *National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing, 100012*)

(3. *Beijing Astrophysics Center (BAC), Beijing, 100871*)

### Abstract

We introduce the importance, the principle and algorithm of evolutionary population synthesis method in the astrophysics field. The most four important ingredients in the method, the library of stellar evolution models or the tracks of stellar evolution, the library of stellar spectra, the initial stellar mass function and the star formation rate, are described. Finally, we have some comments on the method.

**Key words**    star formation rate—initial mass function—population synthesis—simple stellar population