

# 银河系化学演化研究进展

李天超<sup>1,2,3</sup> 赵刚<sup>1,2</sup>

- (1. 中国科学院北京天文台 北京 100012)  
(2. 中国科学院国家天文观测中心 北京 100012)  
(3. 北京大学地球物理系 北京 100871)

## 摘要

银河系的形成与演化是天体物理学研究的重大前沿课题, 银河系的化学演化在其中更具有极其重要的地位。随着观测资料的不断积累和理论工作的不断深入, 银河系化学演化的研究取得了一系列进展。在观测方面, 从太阳附近区域、整个银盘、银晕和核球等方面简要回顾了银河系化学演化模型主要观测约束的近期结果; 在化学演化模型方面, 回顾了银河系化学演化研究的发展历程和近期进展, 并对未来的研究进行了展望。

**关键词** 银河系 — 化学演化 — 初始质量函数 — 恒星形成率

**分类号**: P148

## 1 引言

银河系演化的研究包括诸多方面, 如动力学演化、化学演化、热演化等, 分别从不同的角度对银河系的形成和演化过程加以阐释。但要真正洞察银河系的形成和演化, 需要对各个方面及其内在联系都有深入的了解, 银河系的化学演化(GCE)在这里具有特别重要的意义。它不仅为其它演化提供了演化时标, 并且在银河系演化的其它方面知之甚少, 就可利用一些最普遍最基本的假设以获得一些与观测结果相当符合的结论<sup>[1]</sup>。它还可以为恒星演化与核合成等理论提供约束。在这个意义上可以说, 对银河系化学演化的认识是理解整个银河系演化的基础<sup>[2]</sup>。

从根本上来说, GCE研究的任务是重现银河系中恒星与气体的元素丰度分布图像。它从一团已知质量、化学组成和密度的气体出发, 利用恒星形成的一些规律(这些规律或许依赖于气体的特性), 依靠人们对不同质量恒星的演化和核合成等方面的知识, 在适当的假设基础上, 去推断银河系的一些作为时间函数的可观测量<sup>[3]</sup>。

## 2 GCE模型的观测约束

原则上讲, 任何可靠的观测数据都是银河系化学演化模型的约束。然而, 由于数据的准

确性以及各种约束的有效性不同, 人们总是选取其中的一部分对模型进行约束和检验。

## 2.1 “太阳附近”

### 2.1.1 太阳附近的特征量

太阳附近的特征量是 GCE 模型的重要观测约束, 包括太阳的银心距、太阳附近的总物质和气体面密度、现今质量函数、现今恒星形成率、星际介质 (ISM) 的现今金属丰度等。文献 [4] 对此进行了详细的综述。

### 2.1.2 场星的丰度

场星的元素丰度以及不同元素的丰度比率也是 GCE 模型非常重要的观测约束。在这方面近年来有不少综述 [5~9], 这里将不再赘述。需要说明的是, 绝对丰度对模型的各个方面都是敏感的, 而丰度比率则更少地依赖于模型的参数, 如果假定恒定的初始质量函数 (IMF), 它们将仅仅依赖于恒星的化学元素生成量 [2]。另外, 正如 Gustafsson [6] 和 Timmes 等人 [10] 所强调的, 对于丰度的测量还存在许多不确定性, 不同的观测数据和分析结果之间可能存在很大的差异。

### 2.1.3 局域银盘恒星的年龄 - 丰度关系

年龄 - 丰度关系 (AMR) 最初是由 Sandage [11] 在研究星团的基础上获得的, Sandage 和 Eggen [12] 对此进行了补充。已经获得了几十个疏散星团的年龄 - 丰度关系 [13~16]。Twarog [17] 根据太阳附近 1000 余颗样本的金属丰度测量结果, 首先得到了局域银盘恒星的年龄 - 丰度关系。Carlberg 等人 [18] 和 Nissen 等人 [19] 利用新的年龄估算和丰度定标方法, 对 Twarog 的数据进行了修正。在这些研究中, 可以通过对一定年龄范围恒星的金属丰度进行平均, 建立起单值、平滑的年龄 - 丰度关系。较新的太阳附近区域年龄 - 丰度关系由 Meusinger 等人 [20] 和 Edvardsson 等人 [21] 的研究给出。两者没有太大的差异, 只是后者对各种不同年龄恒星的铁丰度都存在较大的弥散。

太阳附近单个恒星和疏散星团的年龄 - 丰度关系都具有一个共同的特点, 即对于确定年龄的恒星, 其金属丰度存在较大的弥散。造成这一弥散的主要原因还存在争议。Nissen [22] 认为, Edvardsson 等人的结果存在系统偏差, 这一偏差也存在于 Twarog [17] 的数据中, 其它的可能解释包括 ISM 的非均匀性、恒星运动轨道的弥散与银盘径向丰度梯度的共同结果、贫金属气体的局部内落、ISM 中气体云的运动、星系的合并等, 可参见 van den Hoek 和 de Jong [23] 对此问题的综述。由于较大弥散的存在, 几乎所有的 GCE 模型都能够重现这一关系, 它实际上并不是一个严格的约束。

### 2.1.4 局域银盘恒星的金属含量分布函数

太阳附近长寿命 (即其寿命大于银盘年龄) 主序恒星 (如 G 矮星) 数作为金属含量 (一般以氧或铁为代表) 的函数分布是 GCE 模型的最重要约束之一。这些恒星的化学丰度分布记录着整个银河系的化学增丰和演化历史。

实际上, 所谓金属含量分布函数具有两种形式: 积分形式和微分形式。积分形式  $N(Z)$  代表金属丰度小于  $Z$  的全部恒星的数目; 相应的微分形式为  $dN(Z)/dZ$ , 是单位金属丰度内的恒星数量。在早期的文章中常见的是积分形式, 而在近期的化学演化研究中 (正如 Pagel [24] 所建议的) 一般使用微分形式, 因为前者的误差难以定量表示, 并且对元素生成量和 IMF 的截断不敏感。

基于宽带测光的数据, Pagel 和 Patchett [25] 给出了一个具代表性的局域银盘恒星的金属

丰度积分分布, 包含了距离太阳约 25pc 内的 132 颗 G 矮星的完备样本, 并对测量误差和可能的空间非均匀性两方面进行了修正。利用 Zinn<sup>[26]</sup> 给出的修正的丰度定标方法, Pagel<sup>[24]</sup> 进一步修正了 Pagel 和 Patchett 的工作, 并用氧丰度代替铁丰度, 以更好地满足瞬时循环假设。然而, 由于 Pagel 的样本是体积有限的, 它没有包括许多由于标高增大造成垂直扩散的贫金属星。在此基础上, Sommer-Larson<sup>[27]</sup> 和 Rana<sup>[4]</sup> 分别对 Pagel 的数据进行了标高改正。

最近 Wyse 和 Gilmore<sup>[28]</sup>(以下简称 WG95)、Rocha-Pinto 和 Maciel<sup>[29]</sup>(以下简称 RM96) 都采用了 ubvy 窄带测光中的金属含量指数和更精确的定标关系; WG95 还对样本进行了年龄的筛选, 尽可能使样本中所包含的 G 矮星的寿命都大于银盘的年龄。WG95 和 RM96 所得的结果非常相近, 但与以前的结果有很大的差别, 尤其是新的数据在  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.2$  处显现出一个明显的峰。Rocha-Pinto 和 Maciel<sup>[30]</sup> 对 WG95 和 RM96 进行了检验, 认为这些样本中大部分 G 矮星在化学演化研究中可以看作长寿命恒星。

侯金良等人<sup>[31]</sup> 收集了一个更为完备的太阳附近 25pc 内主序 F、G 矮星的样本, 利用最新的窄带测光资料和精确的定标关系, 进行了运动学改正, 并根据 WG95 的方法进行了年龄筛选。RM96 采用了这样的判据, 即所有  $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.2$  的恒星都属于银晕, 应从最终的样本中剔除。这种做法实际上没有考虑厚盘恒星的存在和不同星族分布的重叠, 有一定的缺陷。侯金良等人<sup>[31]</sup> 没有采用这样的做法, 其获得的金属含量分布包含多种星族成分, 与 RM96 相比具有一定的区别, 贫金属端延伸至  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.5$ , 同时分布宽度增大而峰值降低。

自 Rana<sup>[4]</sup> 建议对其它光谱类型恒星的金属含量分布函数进行研究以来在这方面已经取得了一些进展。Rana 和 Basu<sup>[32]</sup> 主要根据 Cayrel 等人<sup>[33]</sup> 给出的恒星铁丰度表, 获得了一个包含 60 颗 K 矮星的样本。但由于 Cayrel 等人给出的铁丰度表仅仅是简单地收集了已有文献中不同的丰度测定结果, 其选择标准是不一致的, 所以存在一些选择偏差。Kotoneva 和 Flynn<sup>[34]</sup> 给出了一个包含 248 颗 K 矮星的金属含量分布, 然而他们的样本选取同样具有一定的偏差, 并且没有进行动力学标高改正, 也是不完备的。Favata 等人<sup>[35]</sup> 在光谱分析的基础上获得了包含 91 颗 G 矮星和 K 矮星的体积有限样本, 并进行了标高改正, 他们获得的 K 矮星金属含量分布非常窄, 没有  $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.4$  的恒星, 这与他们获得的 G 矮星金属含量分布截然不同。Rocha-Pinto 和 Maciel<sup>[36]</sup> 给出了一个包含 218 颗 K 矮星的样本, 并将获得的 K 矮星金属含量分布及其它不同研究获得的 F、G、K 矮星的金属含量分布一起与 RM96 的 G 矮星金属含量分布进行了比较, 得出晚型矮星的金属含量分布相当一致的结论, 从而否定了 Favata 等人<sup>[35]</sup> 的结果。Rocha-Pinto 和 Maciel<sup>[36]</sup> 对 Favata 等人<sup>[34]</sup> 的结果进行了分析, 认为其样本包含的恒星数量过少, 不具有显著的统计学意义。

### 2.1.5 局域主序恒星的现今质量函数 (PDMF)

局域主序恒星的 PDMF 是选取 IMF 的唯一直接观测约束, 具有重要的意义。Rana<sup>[4]</sup> 建议应该以 PDMF 代替 IMF 作为模型的输入参量, 根据选取的恒星形成率 SFR 计算出相应的 IMF。不过, PDMF 与 IMF 的关系中涉及到许多其它因素, 其中恒星的标高分布以及对 SFR 的假设依赖于银河系的演化历史, 存在较大的不确定性, 同时其它一些因素如质光关系、恒星主序寿命的不确定性虽稍小但也是不可忽视的。

PDMF 可以利用观测到的光度函数、恒星的质光关系和标高分布来获得。在这方面, Scalo<sup>[37]</sup>, Rana<sup>[4]</sup>, Haywood 等人<sup>[38]</sup> 的近期工作具有代表性, 他们都给出了太阳附近的 PDMF, 并且进行了详细的讨论。

## 2.2 整个银盘

### 2.2.1 气体、恒星和总质量的径向分布

根据太阳的银心距可以将银河系分成内区和外区两个部分。人们发现, 银河系内区的分子气体和原子气体大致等量, 其中在银心距  $4 \sim 6 \text{kpc}$  处存在所谓“分子环”, 在该处分子成分占据主要地位。银河系的中心区域(银心距小于  $1 \text{kpc}$ ) 有大量分子气体存在的迹象, 但是其复杂的动力学特征使得对该区域的研究非常困难。另一方面, 原子氢的面密度在银心距  $4 \sim 5 \text{kpc}$  的范围内似乎是常数, 而在更远的地方则稍稍减少; 原子氢在外区中占据主要地位。需要说明的是, 正如 Rana<sup>[4]</sup> 所指出的, 尽管已经进行了大量的观测, 银河系的气体分布仍然不十分清楚, 不同作者的具体结果有很大差异。

通常假定银盘中的恒星分布轮廓为指数形式。然而, 其分布标长的准确值存在巨大的不确定性, 利用不同方法得到的结果有很大差异。现有的观测结果似乎支持这样的看法, 即老年星族和年轻星族分别具有较小和较大的标长值, 即分别为  $2.5 \sim 3 \text{kpc}$  和  $4 \sim 5 \text{kpc}$ , 对这一问题的详细讨论参见文献 [4]。

银河系的总物质面密度可以根据恒星的运动学研究以及主要对 HI 区观测得到的旋转曲线来获得, 详细情况可参见文献 [39]。

### 2.2.2 星际气体金属丰度径向分布

银河系丰度梯度的存在为 GCE 模型提供了又一基本观测约束。银河系丰度梯度的测量具有两种途径, 一种方法是直接对气体星云进行观测, 另一种方法是利用位于主序或主序附近的 B 型星的观测, 因为它们一方面仍然位于其诞生地, 另一方面还没有经历混合过程, 所以它们的金属丰度代表了其形成时周围星际介质的丰度。

对 HII 区<sup>[40]</sup> 和 II 型行星状星云的观测<sup>[41,42]</sup> 显示, 氧元素的径向分布具有负的梯度值  $-0.07 \text{dex} \cdot \text{kpc}^{-1}$ 。对行星状星云的观测还显示出在银心距  $5 \sim 12 \text{kpc}$  的范围内, 氮、氩和硫等元素的丰度梯度与氧相似。

一些新的观测似乎表明, 银河系的内区和外区具有不同的径向丰度梯度。Kaufer 等人<sup>[43]</sup> 对银心距  $7 \sim 16 \text{kpc}$  的年轻疏散星团和 HII 区中的 B 型主序恒星的丰度进行了测量, 发现在这一区域内氧元素和氮元素的丰度径向分布是平坦的。他们认为至少在银心距大于  $6 \text{kpc}$  处是不存在丰度梯度的, 提出如果以前的观测结果显示的仅是银河系内区的梯度, 而在更远距离处具有平坦的轮廓, 就可以解决新老观测结果的矛盾。对更远处的 HII 区化学成分的研究, 也得到与此相同的结论<sup>[44,45]</sup>。

刘晓为等人<sup>[44]</sup> 的研究表明, 建立在禁线分析基础上的气体星云丰度测量标准方法或许对丰度低估了  $2 \sim 3$  倍。这对由气体星云获得的丰度梯度会带来什么样的影响还不清楚。考虑到这些有争议的结果, Chiappini 等人<sup>[45]</sup> 认为, 应该对观测到的丰度梯度持更加谨慎的态度。

### 2.2.3 现今恒星形成率的径向分布

现今恒星形成率的径向分布, 可以在假定一定形式的 IMF 前提下, 由多种射电观测来获得。这些观测包括脉冲星的分布, 赖曼连续谱的分布和超新星遗迹的分布。由于 SFR 的测定依赖于对 IMF 的假定以及对脉冲星和超新星的前身星质量范围的假定, 所以其绝对数值非常不确定。

SFR 的总趋势是向银心方向指数式上升<sup>[47,48]</sup>。太阳附近 SFR 的现今值还不确定, 在恒定的 IMF 的假定下其范围为  $(3 \sim 7) M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-2} \cdot \text{Gyr}^{-1}$ <sup>[49]</sup>; 如果考虑 IMF 的变化, 这一范围

可以达到  $(3 \sim 13)M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-2} \cdot \text{Gyr}^{-1}$ [50]。

除此之外，GCE 模型所使用的主要观测约束还包括现今的白矮星与脉冲星形成率和超新星爆发率、气体-丰度关系、现今的气体内落率、局域银盘垂直方向的金属丰度分布、晕族恒星与盘族恒星的比率等。

上面所提到的 GCE 模型的主要观测约束，都是对太阳附近和银盘的观测结果。当然，对于 GCE 模型来说，银河系的其它部分(银晕、核球)的观测研究也是重要而必需的，一个完整的化学演化模型应该能够重现全部这些观测约束。然而目前，一方面对银晕和核球的观测数据的准确性还存在争议，它们对 GCE 模型的约束还不够有效；另一方面，现有的 GCE 模型还主要集中于对太阳附近和银盘的研究，无法重现全部的观测约束。关于银晕和核球的观测约束，请参阅文献 [8]。

### 3 GCE 模型研究的历史发展与近期进展

#### 3.1 “简单”模型

Salpeter 提出的 IMF 表达式迈出了银河系的化学演化研究的第一步 [51]。van den Bergh [52] 与 Schmidt [53] 给出了 SFR 的经验表达式，在保持 IMF 不变的前提下使总体上的恒星诞生率函数(SBF)随时间而改变。在此基础上，他们 [54,55] 提出了银河系化学演化的“简单”模型，其基本假设包括：(1) 封闭系统；(2) 均匀假设；(3) 瞬时循环假设；(4) 系统以纯气体开始，初始丰度为零；(5) 对于初级元素(如氧元素)，IMF 和恒星的化学元素生成量不变。显然，这些假设过于简化，大量的观测事实无法用“简单”模型来解释，其中最著名的是“G 矮星问题”。因此，“简单”模型不具有实际的物理意义，更多的是作为一个实用的标准，用以与更为复杂的模型进行比较。

#### 3.2 初始富化

Truran 与 Cameron [56] 假设了初始金属丰度不为零 ( $Z_0 \neq 0$ ) 的情况，给出了初始富化模型(简称 PIE 模型)，此后的多数模型都考虑了这一因素。这种初始富化可以归因于早期银晕中的恒星形成活动 [57] 或者核球中的恒星形成活动 [58] 等。尽管与“简单”模型相比，PIE 模型在重现观测到的丰度分布方面有所改善，然而仅仅通过初始富化无法完全解决 G 矮星问题，而必须结合考虑其它因素。

#### 3.3 不同形式的 SFR 和 IMF

人们从理论和观测出发，对 SFR 的形式进行了深入的探讨。通常采用的恒星形成率形式包括：恒定 [17,59~61]；随时间指数递减 [62]；正比于总气体面密度的  $k$  次方，如 SFR 线性地依赖于总气体面密度 [63,64]，二次地依赖于总气体面密度 [65,66]；以某种方式依赖于分子气体的面密度 [62,67~71](如正比于分子氢面密度的  $k$  次方)；二元 SFR(例如小质量恒星和大质量恒星的 SFR 分别为常数和随时间指数递减 [72,73]，又如同时依赖于总气体面密度和总质量面密度 [74,75])；其它形式(如建立在自发的和诱发的恒星形成的分析基础上的 SFR [76~79]，自调整的恒星形成 [80])等。Thuan 等人 [81] 基于一个较为一般的 SFR 形式，研究了所谓“标准模型”，提出不论选取什么形式的恒星形成率，均匀的封闭模型都无法重现太阳附近的观测特性。

通常将 IMF 取为与质量的指数成正比的形式， $\varphi(m) \propto m^{-\alpha} (\alpha = \text{const.})$ 。在历史上，Salpeter [51] 首次给出的 IMF 的表达式，就是  $\alpha = 2.35$  的情形。还有一些工作从理论和观测两

个方面对 IMF 进行了讨论, 提出了多种修正形式, 例如双峰 IMF<sup>[56,82,83]</sup>, 二元 IMF<sup>[72,73,76]</sup>, 随金属丰度变化的 IMF<sup>[84,85]</sup>。然而, 迄今为止在 IMF 是否变化、如何变化、以及对这种变化的定量描述方面都还无法确定。因此在银河系的化学演化模型中, 恒定的 IMF 假设仍然经常被优先使用。

### 3.4 详细化学演化 (非瞬时循环假设)

人们根据恒星演化和核合成理论, 仔细考虑了不同恒星的寿命, 放弃了瞬时循环假设 (IRA), 并仔细考虑了各种元素的理论生成量, 建立起详细的化学演化模型<sup>[60~62,86,75,24,87~94]</sup>。这些模型能够同时重现不同元素的丰度比率、物质和丰度的径向分布、超新星爆发率等多种观测结果。

### 3.5 物质交换

放弃封闭系统假设, 考虑系统与外界之间以及系统内部不同部分之间的物质交换过程是另外一个途径, 这方面的研究常常和动力学的研究结合在一起。

人们假定银盘的气体吸积过程, 并据此建立了许多不同的内落模型, 一般来说, 内落模型能够很好地再现观测数据。一些模型假定内落气体具有 (或近似具有) 原始气体成分<sup>[62,75]</sup>, 另一些模型则考虑了非原始气体的内落<sup>[57,95,96]</sup>。Tosi<sup>[62]</sup>详细讨论了非原始气体成分的气体内落对银盘化学演化的影响。他发现如果内落气体的金属含量小于太阳金属含量的 1/10, 所得到的结论与原始气体内落相当, 并且与观测约束相一致; 如果进一步增大内落气体的丰度, 则模型与观测数据的吻合性变差; 当内落气体丰度大于太阳丰度的 2/5 时, 结果已经令人不可接受。人们还考虑了不同类型的内落速率, 例如: 不随时间和空间变化<sup>[60,61]</sup>; 随时间指数式减少, 但不随空间改变<sup>[62]</sup>; 随时间指数式减少, 并且随空间改变<sup>[75,97,98]</sup>等。内落气体的来源多假定为银晕气体, 此外人们也考虑了其它的内落气体来源, 包括所谓超晕气体的内落和河外气体的内落<sup>[99,100]</sup>。当超新星爆发输入的能量达到气体的束缚能时, 能够触发星系风。Scully 等人<sup>[101]</sup>的模型详细讨论了早期星系风的影响, 成功地解释了 D, <sup>3</sup>He 和 Z 的丰度演化。

一些文章中还探讨了其它的物质交换过程, 如银河系物质的径向内流<sup>[62,47,102]</sup>、外流<sup>[58,103~106]</sup>和星系喷泉<sup>[4]</sup>等。在最近的一些文章中还探讨了更复杂的物质交换过程, 例如 Chappini 等人<sup>[46]</sup>提出双内落模型, Pilyugin 和 Edmunds<sup>[107]</sup>的模型仔细考虑了薄盘、厚盘和晕三者之间的物质交换过程。

### 3.6 多成分 (星族) 模型

Chiappini 等人<sup>[108]</sup>首先考虑了厚盘的存在对银河系化学演化的影响, 他们假定在银河系形成过程中存在两个主要的吸积阶段, 先通过快速坍缩过程形成厚盘, 后通过缓慢的吸积过程形成薄盘。他们获得的最洽模型能够较好地重现观测约束, 并且得出结论认为银河系厚盘的全部或者大部分形成于河外物质吸积。Matteucci 等人<sup>[109,110]</sup>的模型可以看作对 Chiappini 等人<sup>[108]</sup>模型核球部分的补充, 他们假定核球的形成与银晕的形成源于相同的气体, 但是其演化的时间尺度甚至比银晕还快。模型能够很好地重现核球 K 巨星的金属含量分布观测, 并且追踪了多种元素的演化, 预言大部分金属丰度范围内的核球恒星应表现出不同程度的  $\alpha$  元素超丰, 而 <sup>7</sup>Li 的表现应同太阳附近恒星一致。他们检验了 IMF 斜率的变化对恒星丰度分布的影响, 发现核球的 IMF 与太阳附近相比应具有更大比例的大质量恒星。常瑞香等人<sup>[111]</sup>提出的银盘化学演化的双成分模型, 基于与 Chiappini 等人<sup>[108]</sup>相同的演化图像, 并假定这两个阶段的内落速率是高斯形式的, 而非通常采用的指数递减形式, 以更好地符合本地银盘物

质吸积的实际。他们考虑了两种银盘形成图像——“前薄”(pre-thin)和“后薄”(post-thin),即厚盘先于薄盘形成以及厚盘后于薄盘形成。前一种情形中,厚盘的形成是银河系总体收缩过程中的一个过渡阶段;而在“后薄”图像中,厚盘形成于薄盘自身的作用或者外界对薄盘的作用。利用最小二乘拟合获得的最洽模型能够较好地重现多种观测约束,包括太阳附近G矮星金属含量分布、ARM、 $[O/Fe]$ - $[Fe/H]$ 关系,现今径向丰度梯度、气体密度径向分布和银盘上恒星形成率的分布。根据对不同演化图像的比较,他们得出结论认为银盘的形成倾向于“后薄”模型,同时指出在银河系化学演化的研究中,分别对待厚盘和薄盘成分是必要的。

Pilyugin 和 Edmunds<sup>[107]</sup>提出的三成分的化学演化模型则包括银盘、银晕和超晕三种成分,其中超晕是作为具有初始化学丰度的内落物质之来源而引入的。模型详细讨论了三者之间的物质交换过程,认为超晕作为初始丰度物质的来源是银河系化学演化模型的必要成分,并认为银盘和银晕之间的气体交换对气体银晕的重元素富化有决定性的作用。

### 3.7 非均匀模型

将随机性引入GCE模型中并利用蒙特卡罗方法进行处理,可以研究银河系化学演化过程中的非均匀性。某一特定区域的演化轨迹由SFR和IMF随机决定,两个相同区域由于演化过程中形成的恒星数量和种类不同,演化后的丰度可能不同,大量的区域组合形成了丰度弥散。

Searle<sup>[112]</sup>考虑了在银河系由球状向盘状坍塌的过程中的大尺度效应,Talbot和Arnett<sup>[113]</sup>则考虑了星系盘内的局部差异。这些模型能够自动地产生相同年龄恒星的金属丰度弥散,对于恒定的IMF和可变的IMF都可以获得令人满意的结果。

van den Hock和de Jong<sup>[23]</sup>研究了局部银盘中相同年龄的F和G型矮星的多种元素丰度弥散,认为恒星轨道的弥散和径向丰度梯度的存在都不能给予充分的解释,将丰度弥散归因于贫金属气体向局部银盘的陆续内落和局部银盘ISM中恒星的持续形成的共同作用,其中后者的贡献比例可以达到50%,远高于以前的研究结果<sup>[114,115]</sup>。

Copi<sup>[116]</sup>用银河系化学演化的随机模型研究了多种元素的演化,发现模型能够很好地重现 $\alpha$ 元素、重元素、 $^{16}O$ 、 $^{28}S$ 和 $^{32}S$ 的丰度弥散,但是对于 $^{12}C$ 和 $^{14}N$ 模型结果与实际不大符合,Copi<sup>[116]</sup>认为这可能说明小质量恒星的演化还具有其它的约束参量。

此外,一些模型对ISM的非均匀性采取了一定的简化假设,也能够一定程度上解释相同年龄恒星的丰度差异等观测事实。Tinsley<sup>[96]</sup>与Basu和Rana<sup>[117]</sup>指出,如果假定在同一时间诞生的恒星的金属丰度具有一定形式的弥散,许多化学演化模型都能够更好地拟合观测结果。基于新的太阳附近G矮星金属含量分布,常瑞香等人<sup>[118]</sup>进行了类似的研究。在此基础上,李天超和赵刚<sup>[119]</sup>提出的太阳附近区域三成分化学演化模型,综合考虑了星际介质的非均匀性和不同星族的贡献,能够很好地重现太阳附近区域G矮星的金属含量分布及其它一些观测特征。

### 3.8 化学动力学模型

为重现银河系的结构和丰度观测特征,完整地揭示银河系演化的实际过程,有必要将化学演化与动力学演化结合考虑,构造银河系演化的总体模型。这些动力学过程主要包括恒星形成、恒星质量损失及超新星回馈、气体的内落与外流、加热与冷却、湍流与耗散、蒸发与凝结等。实际上,这些过程包含ISM的多相特征和不同星族成分以及恒星与气体的相互作用与转化。由于气体与恒星处于不断的动力学演化过程中,许多过程受到金属丰度的影响又反过来影响金属丰度。既考虑化学演化,又考虑动力学演化的这类模型被称为化学动力学模型<sup>[120]</sup>。

化学动力学模型的研究代表了未来的发展方向,其开创性的研究是著名的 ELS 模型<sup>[121]</sup>,该项研究通过恒星的丰度和运动学特征,推断出银河系曾经经历过一次由原星系云开始的快速坍缩过程,并通过耗散过程最终形成盘的结论。在此基础上,人们进行了大量的研究<sup>[122~126]</sup>,这些模型与不同观测的良好符合令人信服地说明了化学动力学模型的能力。

实际上,前面所述的 GCE 模型或多或少地考虑了一定的动力学效应,如恒星的形成与物质回馈、气体的内落与外流等。然而由于这些过程非线性地结合在一起,忽略其中任何一个效应都将对整个演化过程造成重要的影响,因此化学动力学模型必须将这些过程综合考虑。

一些较新的化学动力学模型利用光滑质点流体力学方法,对银河系的化学动力学演化进行  $N$  体流体动力学模拟<sup>[127~131]</sup>。这种算法能够以自洽的方式模拟原星系的坍缩和银河系结构的形成与演化过程,跟踪气体、暗物质和恒星的的空间分布演化,并能够详细地考察气体的局部富化过程和非均匀性。

Steinmetz 和 Müller<sup>[130,131]</sup> 首先应用这种方法研究银河系的化学动力学演化,从一团孤立的致密球状气体出发,模拟系统中气体和恒星的演化过程,但他们的模型仅仅考虑了 SN II 的贡献。在此基础上 Raiteri 等人<sup>[129]</sup> 的模型进一步包括了 SN Ia 的贡献。这些模型虽都比较简单,仅仅是孤立系统的简单坍缩过程,然而也能够很好地重现许多观测约束。

Samland 等人<sup>[132]</sup> 给出的二维化学动力学模型,对星系的形成和演化进行了详细的模拟。该模型包含了三种恒星成分(核球、晕和盘)并将星际介质分为云和云际介质,包括了星系演化中的恒星形成、I 型和 II 型超新星、行星状星云、星风、云的碰撞、加热和冷却以及恒星核合成等多种过程。该模型得到的结果与众多观测结果符合得非常好,G 矮星问题等许多迄今为止只能通过人为设定的约束来解释的著名问题,利用该模型都可自然地得到解决。Berczik<sup>[133~135]</sup> 近期提出的三维化学动力学模型,将盘状星系描述成为内嵌于冷暗物质晕内的气体团块和恒星系统,存在引力与粘性相互作用,考虑了气体的混沌运动以及恒星形成条件具备与恒星实际形成之时间间隔。这一模型能够自洽地模拟银河系的形成与演化过程,并且能够很好地重现多种动力学和化学的观测约束,包括垂直于银盘方向的分布。

## 4 讨 论

在银河系的化学演化方面已经取得了一些进展,尤其是 90 年代以来的一些工作取得了新的突破。然而,一方面由于在观测上仍然具有相当的不确定性,现有的观测约束无法充分地鉴定不同的银河系化学演化模型。为此,需要进一步减小观测上的不确定性,如建立除 G 矮星以外其它光谱型矮星的金属含量分布,减小年龄-丰度关系的不确定性,建立不同元素的年龄-丰度关系以及银河系不同径向位置的恒星形成率,确定太阳附近区域的星际气体的丰度,减小银河系气体分布的不确定性等。

就长寿命恒星的金属含量分布来说,太阳附近不同星族成分的 G 矮星金属含量分布以及银河系其它区域的金属含量分布将提供对银河系化学演化模型的进一步约束。要想真正区分不同星族的矮星样本,需要同时考察其金属丰度和空间速度,然而迄今为止仅有少部分晚型矮星确定了径向速度。此外,目前的金属含量分布大多利用测光数据,利用光谱分析确定的恒星丰度可减小其不确定性。虽然已经有一部分工作采用了光谱丰度<sup>[21,32,34]</sup>,但是其样本数量较少,丰度数据的来源不一致,尚未有大样本的系统研究。



另一方面,正如 Tosi<sup>[62]</sup>所指出的,人们虽然已经提出很多不同的模型,但它们都只能重现部分而不是全部的银河系观测特性。到现在为止,恒星演化、核合成、银河系的形成与演化这些基础理论也还不完全。因此,从本质上来说,银河系化学演化的各个方面还都是值得进一步研究和探讨的。

由此看来,银河系化学演化的“终极模型”的获得还远非现实。然而作为未来的研究方向,这样的模型应具有以下的特征:模型的研究对象必须是对整个银河系,而不只是太阳附近区域;模型必须是化学动力学模型,充分考虑各种宏观和微观的动力学效应,将星系的初始坍缩过程和各种物质交换过程都包括进去;模型要充分考虑到银河系的各种成分,包括多种星族成分(银晕、厚盘、薄盘、银核等)以及星际介质的分布和非均匀性,并且细致地处理星系演化的不同阶段;利用详细的化学生成参数,对核合成和物质返还过程细致、准确地描述;改进恒星形成率和初始质量函数等。当然最重要的是,“终极模型”应当满足大多数乃至全部的观测约束。

### 参 考 文 献

- 1 Pagel B E J. *Nucleosynthesis and Chemical Evolution of galaxies*, Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1997. 199
- 2 Matteucci F. In: Lambert D L ed. *Frontiers of Stellar Evolution, 50th Anniversary McDonald Observatory (1939~1989)*, ASP Conference Series, Vol. 20, Francisco: ASP, 1991, 539
- 3 Trimble V. *Rev. Mod. Phys.*, 1975, 47: 962
- 4 Rana N C. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1991, 29: 129
- 5 Trimble V. *Astron. Astrophys. Rev.*, 1991, 3: 1
- 6 Gustafsson B. In: Azzopardi M, Matteucci F, Kj r K eds. *Stellar Evolution and Dynamics in the Outer Halo of the Galaxy*, Proc. ESO workshop, Garching: ESO Publ., 1987, 33
- 7 Gehren T. *Rev. Mod. Astron.*, 1988, 1: 52
- 8 McWilliam A. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1997, 35: 503
- 9 Wheeler J C, Sneden C, Jr Truran J W. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1989, 27: 279
- 10 Timmes F X, Woosley S E, Weaver T A. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1995, 98: 617
- 11 Sandage A. *Ap. J.*, 1962, 135: 333
- 12 Sandage A, Eggen O J. *Ap. J.*, 1969, 158: 685
- 13 Friel E D, Janes K A. *Astron. Astrophys.*, 1993, 267: 75
- 14 Carraro G, Chiosi C. *Astron. Astrophys.*, 1994, 287: 761
- 15 Strobel A. *Astron. Astrophys.*, 1991, 247: 35
- 16 Briley M M, Smith G H. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1993, 105: 1253
- 17 Twarog B A. *Ap. J.*, 1980, 242: 242
- 18 Carlberg R G, Dawson P C, Hsu T et al. *Ap. J.*, 1985, 294: 674
- 19 Nissen P E, Edvardsson B, Gustafsson B. In: Danziger I J, Matteucci F, Kj r K eds. *Production and Distribution of C, N, O Elements*, Proc. ESO Workshop, Garching: ESO, 1985, 131
- 20 Meusinger H, Reimann H G, Stecklum B. *Astron. Astrophys.*, 1991, 245: 57
- 21 Edvardsson B, Andersen J, Gustafsson B et al. *Astron. Astrophys.*, 1993, 275: 101
- 22 Nissen P E. In: van Kruit P C, Gilmore G eds. *Stellar Populations*, IAU Symp. 164, Hague, 1994. Dordrecht: Kluwer, 1995: 109
- 23 van den Hoek L B, de Jong T. *Astron. Astrophys.*, 1997, 318: 231
- 24 Pagel B E J. In: Beckman J, Pagel B E J eds. *Evolutionary Phenomena in Galaxies*, Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1989, 201
- 25 Pagel B E J, Patchett B E. *M.N.R.A.S.*, 1975, 172: 13
- 26 Zinn R. *Ap. J.*, 1985, 293: 424
- 27 Sommer-Larson J. *M.N.R.A.S.*, 1991, 249: 368

- 28 Wyse R F G, Gilmore G. A. J., 1995, 110: 2771
- 29 Rocha-Pinto H J, Maciel W J. M.N.R.A.S., 1996, 279: 447
- 30 Rocha-Pinto H J, Maciel W J. *Astron. Astrophys.*, 1997, 325: 523
- 31 Hou J L, Chang R X, Fu C Q. *Ann. Shanghai Obs. Acad. Sin.*, 1998, 19: 96
- 32 Rana N C, Basu S. *Chemical and Dynamical Evolution of Galaxies*. Pisa-Lugano: Giardini Editore, 1990
- 33 Cayrel R, Cayrel de Strobel G, Campbell B. *Astron. Astrophys.*, 1985, 146: 249
- 34 Kotoneva E, Flynn C. Presented as a poster in the "Galactic Evolution: Connecting the distant universe with the local fossil record", Sep. 21-25, 1998, Meudon, Paris, France
- 35 Favata F, Micela G, Sciortino S. *Astron. Astrophys.*, 1997, 323: 809
- 36 Rocha-Pinto H J, Maciel W J. *Astron. Astrophys.*, 1999, accepted
- 37 Scalo J M. *Fundam. Cosmic Phys.*, 1986, 11: 1
- 38 Haywood M, Robin A C, Crézé M. *Astron. Astrophys.*, 1997, 320: 428
- 39 Shaver P, McGee R, Newton L et al. M.N.R.A.S., 1983, 204: 53
- 40 Maciel W, Köppen J. *Astron. Astrophys.*, 1994, 282: 436
- 41 Maciel W J, Chiappini C. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1994, 219: 231
- 42 Kaufer A, Szeifert Th, Krenzin R et al., *Astron. Astrophys.*, 1994, 289: 740
- 43 Vilchez J M, Esteban C. M.N.R.A.S., 1996, 280: 720
- 44 Liu X W, Storey P, Barlow M et al. M.N.R.A.S., 1995, 272: 369
- 45 Tinsley B M. *Fundam. Cosmic Phys.*, 1980, 5: 287
- 46 Chiappini C, Matteucci F, Gratton R. *Ap. J.*, 1997, 477: 765
- 47 Lacey C G, Fall S M. *Ap. J.*, 1985, 290: 154
- 48 Rana N C, Wilkinson D A. M.N.R.A.S., 1986, 218: 721
- 49 Miller G E, Scalo J M. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1979, 41: 513
- 50 Matteucci F, Franco J, Francois P et al. *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 1990, 18: 145
- 51 Salpeter E E. *Ap. J.*, 1955, 121: 161
- 52 van den Bergh S. *Zeitschr. Astrophys.*, 1957, 43: 236
- 53 Schmidt M. *Ap. J.*, 1959, 129: 243
- 54 van den Bergh S. A. J., 1962, 67: 486
- 55 Schmidt M. *Ap. J.*, 1963, 137: 758
- 56 Truran J W, Cameron A G W. *Astrophys. Space Sci.*, 1971, 14: 179
- 57 Ostriker J P, Thuan T X. *Ap. J.*, 1975, 202: 353
- 58 Köppen J, Arimoto N. In: Ferrini F, Franco J, Matteucci F eds. *Chemical and Dynamical Evolution of Galaxies*. Pisa-Lugano: Giardini Editore, 1990. 71
- 59 Tosi M. *Ap. J.*, 1982, 254: 699
- 60 Twarog B A, Wheeler J C. *Ap. J.*, 1982, 261: 636
- 61 Twarog B A, Wheeler J C. *Ap. J.*, 1987, 316: 153
- 62 Tosi M. *Astron. Astrophys.*, 1988, 197: 33, 47
- 63 Wyse R F G, Silk J. *Ap. J.*, 1989, 339: 700
- 64 Jr Kennicutt R C. *Ap. J.*, 1989, 344: 685
- 65 Robin A, Creze M. *Astron. Astrophys.*, 1986, 157: 71
- 66 Larson R B. In: Pudritz R E, Fich M eds. *Galactic and Extragalactic Star Formation: NATO ASI Ser.*, ordrecht: Kluwer. 1988. 459
- 67 Taobot R J. *Ap. J.*, 1980, 235: 821
- 68 Tosi M, Diaz A I. M.N.R.A.S., 1985, 217: 571
- 69 Rana N C, Wilkinson D A. M.N.R.A.S., 1986, 218: 497
- 70 Rana N C, Wilkinson D A. M.N.R.A.S., 1987, 226: 395
- 71 Rana N C, Wilkinson D A. M.N.R.A.S., 1988, 231: 509
- 72 Wyse R F G, Silk J. *Ap. J.*, 1987, 313: L11
- 73 Larson R B. M.N.R.A.S., 1986, 218: 409
- 74 Chiosi C. *Astron. Astrophys.*, 1980, 83: 206

- 75 Matteucci F, Francois P. *M.N.R.A.S.*, 1989, 239: 885
- 76 Güsten R, Mezger P G. *Vistas Astron.*, 1982, 26: 159
- 77 Franco J, Shore S N. *Ap. J.*, 1984, 285: 813
- 78 Shore S N, Ferrini F, Palla F. *Ap. J.*, 1987, 316: 663
- 79 Shchekinov Yu A. *Astrophys. Space Sci.*, 1989, 152: 43
- 80 Parravano A. *Astron. Astrophys.*, 1988, 205: 71
- 81 Thuan T X, Hart M H, Ostriker J P. *Ap. J.*, 1975, 201: 756
- 82 D'Antona F, Mazzitelli I. *Astron. Astrophys.*, 1983, 127: 149
- 83 D'Antona F, Mazzitelli I. *Astron. Astrophys.*, 1986, 162: 80
- 84 Terlevich R, Melnick J. *ESO preprint*, 1983, n.264
- 85 Mc Clure R D, VandenBerg D A, Smith G H *et al.* *Ap. J.*, 1986, 307: L49
- 86 Matteucci F, Greggio L. *Astron. Astrophys.*, 1986, 154: 279
- 87 Matteucci F, Vettolani G. *Astron. Astrophys.*, 1988, 202: 21
- 88 Matteucci F, Francois P. *Astron. Astrophys.*, 1992, 262: L1
- 89 Carigi L. *Ap. J.*, 1994, 424: 181
- 90 Giovagnoli A, Tosi M. *M.N.R.A.S.*, 1995, 273: 499
- 91 Ferrini F, Molla M, Pardi M C *et al.* *Ap. J.*, 1994, 427: 745
- 92 Pardi C, Ferrini F. *Ap. J.*, 1994, 421: 491
- 93 Pardi C, Ferrini F, Matteucci F. *Ap. J.*, 1995, 444: 207
- 94 Prantzos N, Aubert O. *Astron. Astrophys.*, 1995, 302: 69
- 95 Gilmore G, Wyse R F G. *Nature*, 1986, 322: 806
- 96 Tinsley B M. *Ap. J.*, 1975, 197: 159
- 97 Clayton D D. *Ap. J.*, 1987, 315: 451
- 98 Chiosi C, Matteucci F. *Astron. Astrophys.*, 1982, 105: 140
- 99 Chuvenkov V V, Glukhov A Yu, Vainer B A. *Astrophys. Space Sci.* 1992, 190: 243
- 100 Meusinger H. *Astron. Astrophys.*, 1992, 266: 190
- 101 Scully S, Casse M, Keith A O *et al.* *Ap. J.*, 1997, 476: 521
- 102 Lacey C G, Fall S M. *M.N.R.A.S.*, 1983, 204: 791
- 103 Mould J R. *Publ. Astron. Soc. Jpn.*, 1984, 96: 773
- 104 Arimoto N, Yoshii Y. *Astron. Astrophys.*, 1986, 164: 260
- 105 Arimoto N, Yoshii Y. *Astron. Astrophys.*, 1987, 173: 23
- 106 Edmunds M G. *Reviews in Modern Astronomy 1: Cosmic Chemistry*. Berlin: Springer-Verlag. 1988, 139
- 107 Pilyugin L S, Edmunds M G. *Astron. Astrophys.*, 1996, 313: 783
- 108 Chiappini C, Matteucci F, Gratton R. *Ap. J.*, 1997, 477: 765
- 109 Matteucci F, Brocato E. *Ap. J.*, 1990, 365: 539
- 110 Matteucci F, Romano D, Molaro P. *Astron. Astrophys.*, 1999, accepted
- 111 Chang R X, Hou J L, Shu C G *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1999, accepted
- 112 Searle L. In: de Strobel G C, Deplace A M eds. *Stellar Ages*, Meudon: Observatoire de Paris, 1973. L11: 1
- 113 Jr Taobot R J, Arnett W D. *Ap. J.*, 1973, 186: 69
- 114 Pilyugin L S, Edmunds M G. *Astron. Astrophys.*, 1996, 313: 783
- 115 Wilmes M, Köppen J. *Astron. Astrophys.*, 1995, 294: 47
- 116 Copi C J. *Ap. J.*, 1997, 487: 704
- 117 Basu S, Rana N C. *Astrophys. Space Sci.*, 1992, 196: 1
- 118 Chang R X, Hou J L, Fu C Q. *Acta Astrophysica Sinica*, 1998, 18(4): 381
- 119 Li T C, Zhao G. *Astron. Astrophys.*, 1999, submitted
- 120 Hensler G, Rieschick A. *Astron. Astrophys.*, 1998, 331: 524
- 121 Eggen O J, Lynden-Bell D, Sandage A R. *Ap. J.*, 1962, 136: 748
- 122 Larson R B. *M.N.R.A.S.*, 1975, 173: 671
- 123 Larson R B. *M.N.R.A.S.*, 1976, 176: 31

- 124 Burkert A, Hensler G. *M.N.R.A.S.*, 1987, 225: 21  
125 Burkert A, Truran J, Hensler G. *Ap. J.*, 1992, 391: 651  
126 Samland M, Hensler G. *Rev. Mod. Astron.*, 1996, 9: 277  
127 Steinmetz M, Mullere E. *Astron. Astrophys.*, 1994, 281: L97  
128 Steinmetz M, Mullere E. *M.N.R.A.S.*, 1995, 276: 549  
129 Raiteri C M, Villata M, Navarro J F. *Astron. Astrophys.*, 1996, 315: 105  
130 Steinmetz M, Müller E. *Astron. Astrophys.*, 1994, 281: L97  
131 Steinmetz M, Müller E. *M.N.R.A.S.*, 1995, 276: 549  
132 Samland M, Hensler G, Theis Ch. *Ap. J.*, 1997, 476: 544  
133 Berczik P. *Astron. Astrophys.*, 1999, 348: 371  
134 Berczik P, Kravchuk S G. In: Petitjean P, Charlog S eds. *Proceedings of the 13th IAP colloquium: Structure and Evolution of the IGM from QSO Absorption Line Systems*, Paris, 1997, Paris: Franzer Publisher, 1997: 46  
135 Berczik P. presented as oral contribution in the “Galactic Evolution: Connecting the distant universe with the local fossil record”, Sep. 21-25, 1998, Meudon, Paris, France

## Chemical Evolution of the Galaxy

Li Tianchao<sup>1,2,3</sup> Zhao Gang<sup>1,2</sup>

(1. *Beijing Astronomical Observatory, The Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012*)

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

(3. *Geophysics Department, Peking University, Beijing 100871*)

### Abstract

The formation and evolution of the Galaxy has long been a basic and important branch and one of the most active frontiers in the field of astrophysics, among which is the chemical evolution of the Galaxy showing its exceeding importance. With ever-growing and better observational data being available and theoretical research work vigorously developing, there have been a series of progress in the study of the chemical evolution of the Galaxy. The present paper gives a brief introduction of the development in observational constraints and theoretical models in this field. In the observational aspect, recent results of the main observational constraints on Galactic chemical evolution models are briefly reviewed, including those for the solar neighbourhood, the Galactic disk, halo and bulge. As for the evolution model, it looks back on the history of the development of the studies, and on recent progress. It also looks forward to further researches in this area.

**Key words** Galaxy—chemical evolution—initial mass function(IMF)—star formation rate(SFR)