

银盘的径向金属丰度梯度

侯金良^{1,2,3} 常瑞香^{1,2}

(1. 中国科学院上海天文台 上海 200030)

(2. 中国科学院国家天文观测中心 北京 100012)

(3. 巴黎天体物理研究所 巴黎 75014)

摘 要

详细综述了银盘(包括 HII 区, 早 B 型星, 行星状星云和疏散星团)径向元素丰度梯度的观测结果, 分析了丰度梯度的空间和时间变化情况, 指出根据目前的观测结果, 还很难确定在银盘的演化历史中径向元素丰度梯度是逐渐变平缓还是逐渐变陡。比较了目前各种化学演化模型对径向丰度梯度演化的预测结果, 初步探讨了丰度梯度可能的产生机制及影响其演化的各种重要物理过程。

关键词 银河系: 银盘元素 — 丰度梯度 — 方法: 观测—方法: 模型 — 银河系: 银盘 — 化学演化

分类号 P156, P148

1 引 言

在过去的几年中, 银盘动力学 - 化学演化作为研究银河系形成和演化的重要工具, 在观测和理论上都取得了很大的进展。虽然尚未找到银盘形成和演化的唯一图像, 但化学演化的研究结果已经对许多整体的物理图像给出了很好的限制, 如恒星形成历史 (SFH)、初始质量函数 (IMF)、恒星核合成产额 (yield)、气体的内落 (infall)、外流 (outflow) 和径向流 (radial flow) 等。尽管如此, 银盘化学演化仍有许多方面存在很大的不确定性, 其中之一就是银盘径向元素丰度梯度的起源及其演化, 即元素丰度沿银盘的径向分布及其随时间和空间的变化。问题不仅仅在于理论模型, 更不幸的是目前仍没有可靠而又完备的观测数据。理论上, 不同的模型虽然可以重现包括太阳附近矮星金属含量分布在内的许多观测约束, 但在各元素径向丰度梯度的预测方面不仅数值有差别, 而且随时间和空间的变化趋势可能完全相反^[1~4]。观测中采用不同的样本所得的结果也存在很大的不一致

性。银盘径向元素丰度梯度的时空变化趋势关系到对银河系星际介质增丰历史和内落及外流性质的正确认识, 是化学演化模型的重要约束, 是建立银河系整体形成和演化图像的重要一环。

2 银盘丰度梯度的观测

一般来讲, 要确定银盘不同区域中元素的丰度, 可以有以下几种途径: (1) 观测大质量年轻恒星星周 HII 区的发射线; (2) 分析早型 B 型星的光球丰度; (3) 分析行星状星云 (PN) 的发射线; (4) 对疏散星团 (OC) 中的恒星进行测光和光谱观测。一旦获得了均匀的具有足够银心距跨度的元素丰度数据以后, 就可以研究: 丰度的平均大小及其径向变化; 丰度梯度随银心距的可能的变化; 丰度梯度随时间 (根据被观测目标的年龄来定) 的可能演化趋势; 不同元素丰度梯度特征的比较等。所有这些特征都与银盘甚至整个银河系的形成与演化过程有关。

2.1 银盘 HII 区的观测结果

HII 区是由深埋在母分子云中的刚刚形成或正在形成的大质量恒星电离星周介质后而形成的明亮星云。它们不仅亮, 而且在银道面上分布十分广泛, 因此是银盘丰度研究的极好候选体。目前常用于确定元素丰度的观测波段是在光学和红外, 可以观测到的谱线元素有 He、C、N、O、Ne、S、Ar 等 (依赖于所用的光谱范围和设备灵敏度), 其中 O、N、S 是观测得最多的元素。表 1 给出了星云中具有明亮发射线的谱线元素^[5]。

表 1 星云中具有明亮发射线的谱线元素^[5]

离子	波长 /Å	激发机制	离子	波长 /Å	激发机制
C IV	1549	C	H I	4861	R
He II	1640	R	[O III]	4959, 5007	C
C III]	1909	C	[N II]	5199	C
[O II]	3727	C	He I	5876	R
[Ne III]	3869, 3968	C	[O I]	6300, 6360	C
He I	3889	R	[S III]	6312	C
[S II]	4072	C	[N II]	6548, 6584	C
H I	4101	R	H I	6563	R
H I	4340	R	[S II]	6716, 6731	C
[O III]	4363	C	[Ar III]	7135	C
He I	4471	R	[O II]	7325	C
He II	4686	R	[S III]	9069, 9532	C

注: 激发机制中, C 为碰撞激发, R 为复合

对 HII 区一组经典而又较为完备的观测研究工作是由 Shaver 等人 (1983) 完成的^[6]。他们在光学波段观测了银心距 5 ~ 12 kpc 范围内 67 个 HII 区目标, 发现 O 和 N 存在明显的径向丰度梯度 (分别为 -0.070 和 -0.090 dex/kpc), 而 S 则几乎没有梯度 (-0.01 dex/kpc)。Filch 和 Silkey (1991) 把光学观测的范围扩展到了银心距 17 kpc^[7], 所获得的结果是一致的, 并指出 N 的丰度在外部区域可能较平坦。Vilchez 和 Esteban (1996) 重新观测分析了文献 [7] 的部份目标同时增加了两个远距离样本^[8], 发现在外部区域 N 和 S 的丰度梯度

都有变平的趋势。

以上工作都是用光学手段进行的。光学观测的优点在于可利用大口径望远镜和高效探测器,可以观测离银心较远的目标。但是光学观测的谱线强度强烈依赖于电子温度 T_e , 而 T_e 在较暗的 HII 区(一般较远)中很难确定,不得不利用其他方法(如通过射电连续谱或利用从其它 HII 区获得的电子温度与距离的相关性外推)来确定。最近, Deharveng 等人(2000)在光学波段直接测定了银心距为 14.8kpc 的 HII 区 Sh212 的电子温度^[9]。另外,许多 HII 区可能完全被星际尘埃遮挡而观测不到。为了克服光学观测的缺点, Simpson 等人(1995)在远红外(FIR)波段观测了从 0 到 10kpc 范围内的 12 个 HII 区^[10]。红外观测的优点在于丰度值对电子温度不敏感,消光影响很小,可以观测离银心很近的目标。Simpson 等人(1995)认为^[10],对于 S 和 N 丰度的径向分布,用阶跃函数(two step)拟合要比单一线性拟合更好,阶跃发生在银心距为 6.1kpc 处。如果用线性拟合,则 S 和 N 的丰度梯度分别为 -0.07 dex/kpc 和 -0.10 dex/kpc 。Ne 丰度梯度则没有阶跃现象,梯度为 -0.08 dex/kpc 。与文献[6]的结果相比,S 的梯度要大很多。同时他们还发现,即使对同样的目标,N/O 丰度比也要比光学观测结果大约高 5 倍,这表明不同的观测波段之间所得的结果可能有系统的差别。Rodolph 等人(1997)^[11]为了研究文献[10]提出的丰度阶跃分布问题,用相同的设备观测了远离银心区域(银心距 13 到 17kpc)的 5 个 HII 区,结合文献[10]的数据进行研究后,认为单一梯度能更好地拟合观测结果,不支持文献[10]的阶跃模型。为了进一步验证丰度分布的阶跃现象,Afferbach 等人(1997)^[12]也用相同的仪器观测了 18 个致密和极致密 HII 区,加上其他的观测数据后得到了银心距从 0 到 12kpc 范围内的 34 个 HII 区的丰度值。统计结果表明,单一斜率的线性拟合好于阶跃拟合,而丰度梯度的数值与文献[10]的是一致的。对于 C 丰度,目前只有少数 HII 区有观测结果。Peimbert 等人(1992)^[13]基于 M17 和 Orion 星云的观测,首次确定了 C 的丰度梯度为 -0.08 dex/kpc 。增加一个 HII 区(M8)后,Esteban 等人(1999)^[14]得到的结果为 -0.133 dex/kpc ,但以上结果都只反映太阳附近的情况,要获得整个银盘的 C 丰度梯度需要对更多的 HII 区进行观测。表 2 给出了以上观测的详细结果。

从表 2 可见元素丰度沿银盘的分布确实存在梯度,且不同方法、不同元素之间结果较为一致。但最新的观测结果^[9]表明 O 的梯度可能更平坦。Deharveng 等人(2000)^[9]用光学方法观测了银心距在 6.6kpc 到 17.7kpc 范围内 34 个 HII 区,并重新处理了前人的部份光学观测数据,经过仔细的分析后认为银心距在 5 到 15kpc 范围内 O 的丰度梯度约为 -0.04 dex/kpc ,同时他们的结果也不支持丰度梯度在银盘外部区域变平坦的观点。

HII 区元素丰度观测中最大的不确定性主要来自三方面:(1)电子温度(T_e)的确定;(2)电离态的改正因子(ICF);(3)星云中的温度涨落。不同的观测者可能用不同的方法去确定 T_e ,如 Shaver 等人(1983)^[6]用氢原子射电复合线确定 HII 区的电子温度,而 Afferbach 等人(1997)^[12]则结合射电复合线和 FIR 精细结构线,通过同时拟合观测特征去导出电子温度、电子密度和元素丰度。光学手段虽可以直接测定电子温度,但因为所观测的光学禁线可能很弱,观测往往很困难,这样的测量通常对亮的高激发 HII 区较为合适。对于 ICF,虽然实际上仅有少数几个电离态(1~4)对总的丰度有贡献,但仍必须用模型去改正没有观测到的电离态的贡献,因此 ICF 依赖于所采用的模型。另外,星云

表 2 银盘径向元素丰度梯度的观测结果

目标类型	R_G/kpc	He	C	N	O	Ne	Mg	Al	Si	S	Ar	参考文献号
HII	4 ~ 14	-0.001 ± 0.008		-0.090 ± 0.015	-0.070 ± 0.015					-0.010 ± 0.020	-0.060 ± 0.015	(6)
HII	0 ~ 10			-0.100 ± 0.020	-0.080 ± 0.020					-0.070 ± 0.020		(10)
HII	0 ~ 17			-0.111 ± 0.012						-0.079 ± 0.009		(11)
HII	0 ~ 12			-0.072 ± 0.006	-0.064 ± 0.009					-0.063 ± 0.006		(12)
HII	5 ~ 15				-0.040 ± 0.005							(9)
HII	6 ~ 9	-0.004 ± 0.005	-0.133 ± 0.022	-0.048 ± 0.017	-0.049 ± 0.017	-0.045 ± 0.017				-0.055 ± 0.017	-0.044 ± 0.030	(14)
B 型星	6 ~ 18				-0.070 ± 0.010							(24)
B 型星	5 ~ 14		-0.035 ± 0.014	-0.078 ± 0.023	-0.067 ± 0.024		-0.082 ± 0.026	-0.045 ± 0.023	-0.107 ± 0.028			(25)
B 型星	10 ~ 17		个别源									(89)
B 型星	2.5 ~ 5		-0.07 ± 0.02	-0.06 ± 0.02	-0.07 ± 0.01		-0.09 ± 0.02	-0.05 ± 0.01	-0.06 ± 0.01	个别源	个别源	(88)
PNI	4 ~ 14				-0.030 ± 0.007	-0.004 ± 0.008				-0.075 ± 0.008	-0.060 ± 0.008	(30)
PNII	4 ~ 14				-0.058 ± 0.007	-0.036 ± 0.010				-0.077 ± 0.011	-0.051 ± 0.010	(31)
PNIII	4 ~ 14				-0.058 ± 0.008	-0.041 ± 0.008				-0.063 ± 0.010	-0.034 ± 0.010	(30)
综合			-0.07 ± 0.02	-0.08 ± 0.02	-0.07 ± 0.01		-0.07 ± 0.01	-0.05 ± 0.02	-0.06 ± 0.01	-0.07 ± 0.02		(88)
模型值 ^a	4 ~ 14	-0.003	-0.062	-0.093	-0.061	-0.082	-0.083	-0.090	-0.058	-0.053	-0.048	(77)
模型值 ^b	4 ~ 14	-0.004	-0.086	-0.096	-0.058							(77)

注: 模型值^a的产额取自文献 [78]; 模型值^b中 He、C、N、O 的产额取自文献 [79]

中气体温度的涨落也不可忽视。由于传统方法大多基于对星云中碰撞激发谱线的观测, 若星云气体存在空间温度涨落, 那么化学丰度可能被低估, 对丰度梯度也可能有很大影响^[13~18]。目前这些问题都有待进一步的研究和探讨。

2.2 早 B 型星的丰度观测结果

早 B 型星也是研究银盘元素丰度梯度的理想天体, 它们的光球中包含了许多重要的元素, 如 H、He、C、N、O、S、Mg、Al、Si、Fe 等。一般认为, 这类天体 (一般为 B0~B2, V~III) 的光球能很好地反映它们形成时当地星际介质的化学环境, 另外, 由

于它们较亮,即使在银盘边缘也可以进行高分辨率光谱观测。

最早试图导出恒星元素丰度梯度的是 Gehren 等人 (1985)^[19]。他们发现了沿银盘几乎平坦的 O 和 N 丰度变化。Fitzsimmon 等人 (1990,1992)^[20,21] 观测了年轻疏散星团中的 B 型星以及场星中的早 B 型星天体,没有发现明显的径向元素丰度变化。由于他们的观测范围基本上都集中在太阳附近大约 2kpc 的范围内,因此不能代表整个银盘的丰度特征。Kilian-Montenbruch 等人 (1994)^[22] 在文献 [19] 的样本基础上增加了两个远距离目标 S285 和 S289,但这两个目标的距离估计误差太大,而且远距离样本只有 2 个也太少,结果并没有明显改善。Kaufer 等人 (1994)^[23] 观测了 16 颗早 B 型星,得到了从 6~15kpc 范围内零丰度梯度的结果。但是,他们的样本是有偏的,被观测的天体要么是本地的,要么位于 Perseus 旋臂中,这些区域的丰度已被公认是类太阳的,因此,他们的结果是不可靠的。

Smartt 和 Rolleston(1997)^[24] 观测了 18 颗位于年轻星团和星协中的早 B 型目标,用 NLTE 谱线形成方法计算了 O 的丰度梯度,得到在 6~18kpc 范围内其值为 -0.07 dex/kpc。这一结果与前人对星云 HII 区的观测结果是一致的。

为了检验文献 [23] 的观测结果,Gummerbach 等人 (1998)^[25] 重新分析了其部份数据,同时增加了从 5~7kpc 范围的样本。通过对 5~14kpc 内 16 个 B 型星的观测和分析得到了 He、C、N、O、Mg、Al、Si 等元素的丰度梯度。结果表明,这些元素几乎有相同的梯度(He 除外)。表 2 也列出了丰度梯度的具体观测结果。

必须指出,用恒星光球去确定元素丰度的一个关键因素是分析数据应该用一致的方法。不同的作者可能用不同的观测手段和处理方法(如模型大气、原子数据、谱线形成的 LTE 和 NLTE 计算等),因此,所得到的丰度数值很可能会有差别。但是,目前的结果表明,观测到的 B 型星的径向元素丰度梯度与星云 HII 区的结果是一致的。

2.3 行星状星云 (PN) 丰度数据

行星状星云形成于中等质量 ($1 \sim 8M_{\odot}$) 恒星的演化晚期,它们的化学成份反映了中央源所发生的恒星核合成过程,因此测定星云中的元素丰度是研究中央源演化的重要手段。虽然 He 和 N 等元素的丰度可能由于中央星的演化而明显增丰,但 S 和 Ar 丰度在中央星演化过程中可能保持不变,因此它们的丰度可以反映中央源的前身星形成时星际介质的化学成份。根据 Peimbert(1978)^[26] 的分类,行星状星云可以分为以下几类:(1) PNI,具有大质量前身星的盘族天体;(2) PNII,中等质量前身星的盘族天体;(3) PNIII,运动学性质完全不同的厚盘天体;(4) PNIV,晕族天体;(5) PNV,核球天体。很显然,PNI, PNII, PNIII 这三类天体的前身星是在不同的银盘演化时期形成的,据此可研究比较同一元素在不同银盘年龄阶段的丰度梯度。

PNII 天体对元素丰度梯度的确定特别有用。这是因为一方面 PNIII 形成于较老的小质量前身星,它们具有平均较高的银面距和本动速度,所确定的丰度梯度可能是过去较长时间的平均,同时也可能由于前身星的空间运动而失真;另一方面,PNI 虽然前身星质量较大,能反映当前星际介质的成分,但 PNI 前身星中的 ON 循环可能会大大影响这类目标的 O 丰度^[27]。PNII 天体基本不存在以上问题。最早对银盘 PN 天体进行详细的元素丰度研究的是 Faundez-Abons 和 Maciel(1987a, 1987b)^[28,29],他们的观测结果给出的

O、S、Ne、Ar 元素丰度梯度与 HII 区的类似。目前的观测表明^[30,31], 银盘中 O、S、Ne、Ar 等元素的平均丰度梯度的范围大约为: $-0.04 \sim -0.07 \text{ dex/kpc}$, 与 HII 区和早 B 型星的结果基本一致(不同元素比较时要注意它们不同的合成和演化历史)。另外, 文献 [31] 对 130 个 PNII 天体进行分析后认为, 元素丰度梯度在银心距大于 10kpc 的区域逐渐变平, 尤其是 O 和 S 元素的丰度梯度, 这与外部区域 HII 区的观测结果相符合^[8], 但变缓的具体区域仍没有确定, 这需要更多银心距大于 12kpc 的观测样本。

对丰度梯度是否随时间演化的问题, 基于 PN 天体的研究尚不能得出肯定的结论, 主要原因是 PN 天体的年龄很难确定。一般来讲, PNIII 是较老的天体, 而 PNI 是年轻天体。Maciel 和 Koppen(1994)^[30] 把这三类天体的年龄范围取为: PNI: $0 \sim 2 \text{ Gyr}$; PNII: $4 \sim 6 \text{ Gyr}$; PNIII: $8 \sim 10 \text{ Gyr}$, 然后分析了 200 个源的 O、Ne、S、Ar 等元素丰度梯度的演化情况。具体结果也列于表 2。

从表 2 可见, 对 O 和 Ne, PNI 的结果比较特殊, 其主要原因可能有: (1) 分类误差; (2) 距离确定不正确, 银心距较大的天体尤甚; (3) ON 循环。因此在分析 PN 数据时必须十分小心。另外, 星云内部可能也有丰度的变化^[32]。Perintto 和 Corradi(1998)^[33] 观测了 13 个双极行星状星云中不同区域的元素丰度, 结果表明, 对 He、O、N、Ne、Ar、S 等元素, 星云内部的化学丰度在观测误差范围内是均匀的, 但仍需要对更多的星云作观测比较。

对 S 和 Ar, 其丰度梯度从 PNIII 到 PNII、PNI 似乎有变陡的趋势。详细分析表明 O/H 梯度变陡的速率为 $-0.004 \text{ dex} \cdot \text{kpc}^{-1} \cdot \text{Gyr}^{-1}$ ^[31]。假定这一速率在银盘的演化历史上是不变的, 则可以推出其初始梯度为 -0.02 dex/kpc (假定银盘年龄为 13G yr)。这一结果是非常近似的, 因为对 PN 样本而言, 丰度的观测误差、年龄和距离的不确定性、数据的不完备等都对结果有影响。如果不考虑 PNI 的结果, 而用 HII 区和早 B 型天体的观测结果代替, 则可发现丰度梯度基本不变。由于丰度梯度的演化是银河系化学演化模型的一个重要观测约束, 从观测上确定其演化趋势是十分有意义的。

2.4 中老年疏散星团金属丰度的观测

早 B 型星和星云 HII 区中的元素丰度都代表着目前银盘的丰度特征。要了解丰度的演化历史, 就要确定沿银盘分布的老年天体中的元素丰度分布。除了 PN 天体外, 疏散星团(OC) 提供了最好的候选体: 一方面, 它们的年龄跨度很大, 且可以较为可靠地确定; 另一方面可以观测到远距离的天体。疏散星团中最亮的成员一般为红巨星, 可以很好地测定其视向速度^[34]和金属含量 $[\text{Fe}/\text{H}]$ ^[35~37]。因此, 通常利用对疏散星团的研究来导出银盘的径向元素丰度梯度、银盘年龄、标高等一些基本参数^[38,39]。

最早利用 OC 获得银盘丰度梯度的是 Jane(1979)^[40], 其 41 个样本(包括部份场星)的金属含量是基于 DDO 和 UBV 测光而确定的, 得到的径向丰度梯度为 -0.05 dex/kpc 。Panagia 和 Tosi(1981)^[41] 的样本包括 20 个太阳附近的年轻疏散星团, 年龄小于 1Gyr, 得到的丰度梯度为 -0.095 dex/kpc 。Cameron(1985)^[42] 用类似的样本导出的丰度梯度为 -0.11 dex/kpc 。这几组工作都指出在太阳附近以外区域丰度梯度可能比内部区域更大。

以 Lynga(1987)^[43] 的疏散星团星表为基础, Janes 等人(1988)^[44] 对已发表的疏散星团参数进行加权拟合, 相对精确地确定了 413 个疏散星团的一些基本物理参数(如年龄、距

离、大小等), 其中 87 个星团有金属丰度数据。由此得出的丰度梯度为 -0.11 dex/kpc 。对年龄的分组研究表明, 老年疏散星团有比年轻星团更大的丰度梯度。

早期工作中金属丰度都是基于 DDO 或 UBV 测光而确定的, 因此精度不高。Friel 和 Janes (1993)^[35] 利用中等分辨率 (4\AA) 的光谱观测研究了 24 个疏散星团的金属丰度, 这些星团的年龄跨度为 $1 \sim 5 \text{ Gyr}$, 在 $7 \sim 16\text{kpc}$ 范围内得到的 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 丰度梯度为 -0.09 dex/kpc 。Thogerson 等人 (1993)^[45] 对文献 [35] 的样本稍加扩充后得到了类似的结果。Twarog 等人 (1997)^[46] 的样本则有 76 个疏散星团, 年龄范围为 $0.8 \sim 8\text{Gyr}$ 。他们认为铁的丰度梯度存在阶梯特征: 在银心距 10kpc 内外, $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的梯度完全不同。在 10kpc 以内, 平均金属丰度为 0.00 dex , 而在 10kpc 以外则为 -0.30dex 。但是仔细分析其样本的年龄分布可以发现, 在银心距 10kpc 以内, 极大部份是年龄小于 2Gyr 的年轻疏散星团, 而在 10kpc 以外区域大多是相对年老的星团。

Carraro 等人 (1998)^[47] 收集了一个包括 37 个疏散星团的均匀样本, 即所有星团的年龄、金属丰度以及位置都是用相同的方法确定的。他们对所有星团数据进行拟合后得到了单一的丰度梯度: -0.09dex/kpc 。为了研究丰度梯度随时间的演化趋势, 他们对样本进行了年龄分组, 通过对不同年龄段丰度梯度的分析表明, 年轻星团的梯度似乎比年老的要平缓一些。但由于样本太小, 其结果在统计上是不可靠的, 需要有更大的均匀样本来验证。

疏散星团在垂直银盘的方向上是否也存在元素丰度梯度呢? Piatti 等人 (1995)^[48] 研究了 63 个星团中 233 颗红巨星的 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 丰度, 结果表明, 在银面距 1.5kpc 范围内存在垂直丰度梯度: -0.34 dex/kpc 。对此进行改正后, 得到的银心距在 $7 \sim 13.5\text{kpc}$ 内的径向元素丰度梯度为 -0.07dex/kpc 。但是, 目前对疏散星团究竟是否存在垂直丰度梯度仍有争论^[35,38,46,47], 因此, 许多工作还没有进行垂直丰度梯度的改正。

应晓等人 (1998)^[49] 以文献 [43] 的“疏散星团表”为基础, 收集了包括 283 个疏散星团的样本, 对其主要物理性质进行了详细的统计分析。结果表明, 平行银道面的径向金属丰度梯度为: -0.107 dex/kpc ; 在误差允许范围内, 太阳内、外圈的径向丰度梯度基本一致; 由年轻、年老疏散星团分别得到的径向金属丰度梯度相差较大, 分别为: -0.051 和 -0.097 dex/kpc , 表明银盘的金属丰度梯度可能是随时间演化的; 另外, 在垂直银道面的方向上也存在金属丰度梯度: -0.157 dex/kpc 。

最近, Friel(1999)^[50] 通过对大约 41 个疏散星团的仔细分析后认为径向元素丰度梯度为 -0.06 dex/kpc , 比他们原来的结果要小得多。我们在表 3 中给出了近年来对疏散星团径向丰度梯度的典型观测结果。

如果把疏散星团所导出的 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 丰度梯度与 HII 区、B 型星中观测到的 $[\text{O}/\text{H}]$ 的丰度梯度的结果进行比较, 则可以发现在过去的几十亿年中, 元素丰度梯度似乎没有经历太大的变化。但是这一结果需要认真研究, 因为 O 和 Fe 有着十分不同的银河系演化历史, 前者主要来自 SNII, 后者则既来自于 SNIa, 又有 SNII 的贡献。然而, O 和 Fe 的丰度梯度的一致性似乎意味着两者的合成和演化在理论上可能有某种联系, 需要进一步的研究。最好的办法是在年轻天体中测定 Fe 的丰度, 同时在老年天体中发现 O 丰度梯度。新一代 $8 \sim 16\text{m}$ 的光学望远镜将在这方面做出很大贡献。

表 3 疏散星团丰度梯度观测结果

R_G/kpc	年龄 /Gyr	梯度 /dex-kpc ⁻¹	疏散星团数	参考文献号
7.5 ~ 16.2	> 0.7	-0.060±0.010	41	50
7.6 ~ 16.0	0.6 ~ 9.0	-0.085±0.008	37	47
6.4 ~ 15.0	0.1 ~ 8.0	-0.067±0.008	76	46
6.8 ~ 13.4	0.1 ~ 8.0	-0.070±0.010	63	48
7.5 ~ 16.0	> 0.8	-0.091±0.014	44	38
7.1 ~ 15.4	0.2 ~ 8.0	-0.097±0.017	29	45
7.9 ~ 14.5	0.8 ~ 8.0	-0.088±0.017	24	35
	< 0.2	-0.078		
6.5 ~ 13.5	(混杂)	-0.113	87	44
	> 0.2	-0.140		
6.9 ~ 10.9	(混杂)	-0.110±0.020	38	42
8.5 ~ 12.1	< 1.0	-0.095±0.034	20	41
8.0 ~ 14.0	(混杂)	-0.050±0.010	41	40

3 银河系化学演化模型: 现状与问题

不同时间、不同元素的相对丰度及其在银盘不同区域的分布可为我们理解银河系的形成和演化提供重要的线索。这一分布取决于许多因素, 包括: 恒星形成率 (SFR)、初始质量函数 (IMF)、元素的核合成、星际介质的均匀性、气体内落、外流、径向流等, 每一个因素又都是时间和位置的函数。银河系化学演化研究的任务就是要重现银河系中恒星和气体的元素丰度分布图像, 并通过模型计算与观测约束的比较, 获取关于银河系形成及其恒星形成历史的线索。

近年来, 模型的研究层出不穷, 许多模型不仅可以再现太阳附近矮星的金属丰度分布这一严格的观测约束, 而且可以再现整个银河系的各种观测约束 (详细介绍请参阅文献 [51~55] 及其引文)。如果把银河系作为旋涡星系的标准模板 (虽然不一定正确), 借助于 CDM 模型下所建立的旋涡星系形成的尺度关系 [56], 可以将银河系化学和光谱演化模型应用于研究河外旋涡星系的观测特征 [57,58]。目前虽然尚未找到一个统一的银盘化学演化图像, 但是所涉及到的许多参数正收敛于一个有限的范围。

尽管取得了很大的进展, 银河系形成和演化的图像仍不完全清楚。目前存在的重大问题之一就是银盘的径向金属丰度梯度的预测, 包括其大小和随时间如何演化等。大多数的模型能预测目前银盘上存在丰度梯度, 但对于梯度的大小、时间和空间的演化趋势则各不相同, 有的甚至完全相反。主要可以归为以下两种情况: 情况 A: 初始梯度为零, 然后演化为负梯度, 并随时间变陡, 最后达到目前星际介质的观测值 [3,53,59]; 情况 B: 早期梯度较陡, 然后随时间变平, 而靠近银心区域变平相对更快 [1,2,4,60,61]。以上两种情况都可能存在, 但实际情况只能是其中之一 (也可能是其他更合理的情况, 如丰度梯度基本没有演化), 这就需要可靠的观测数据来进行约束。虽然目前观测上仍得不出明确的结论, 但从理论上可以探讨金属丰度梯度起源及其演化的各种可能的物理机制, 包

括: (1) 气体、恒星以及恒星气体质量比在银盘上的变化; (2) IMF 的可能变化; (3) 金属丰度相关的恒星核合成产额; (4) 气体内落速率以及 SFR 的径向变化; (5) 星系风引起的物质抛射及外流沿银盘的变化; (6) 气体径向流等。

气体含量随银心距的变化来源于简单模型 (Simple Model) 的要求, 但所预测的丰度梯度太小^[62]。初始质量函数的变化也可能影响对丰度梯度的预测。如果假设随着金属丰度的减少, 大质量恒星的比例增加, 那么化学演化模型的结果是丰度梯度减小^[59]。相反地, 假设低质量恒星比例随金属丰度的减少而增加, 则模型可以造成丰度梯度增大, 但是, 相同的模型不能拟合太阳附近的其他观测约束 (如著名的 G 矮星问题)^[63]。Larson(1998)^[64] 提出 IMF 的质量下限可能会随时间变化, 而其斜率不变。这一形式对径向元素丰度梯度会产生怎样的影响需要进一步探讨。径向流虽然会影响丰度梯度的大小 (可能与星系中央是否存在棒有关), 但其本身不能产生梯度^[65,66]。假如早期在外部区域有比内部更强的星风, 这也可以产生较陡的金属丰度梯度, 对椭圆星系的观测证实了这一点^[67]。但是观测也表明元素丰度比 $[X/Fe]$ 随银心距的增加而增加, 这与银河系中由于存在内落而获得的模型计算结果是不一致的。综合各种因素考虑, 上面 (3) 和 (4) 两种机制是产生梯度的主要原因, 不同元素核合成产额决定了不同元素的丰度之间的相对差别, 而丰度梯度的演化则主要取决于恒星形成率 (SFR) 和气体内落 (infall) 以及两者之间的相互关系。 SFR 造成的恒星形成和演化会对星际介质 (ISM) 起增丰作用, 而贫金属气体的内落则将稀释 ISM, 如果某一区域有较高的 SFR , 那么就会有大的增丰, 但若同时在该区域有很高的贫金属气体的内落; 那么总体效果可能仍是贫金属的。因此 SFR 和 infall 单独或两者之比都对丰度梯度的产生和演化起着重要作用。

一般在模型中都假定 SFR 正比于气体面密度的某次方, 同时反比于银心距^[68~70] (这样的关系是基于气体盘的各种不稳定性而提出的。在旋涡星系中 SFR 正比于星际介质的角速度, 对于平坦的旋转曲线 SFR 正比于 $1/R$)。这样, 内部区域的 SFR 就有可能较高, 从而使早期的丰度梯度是负的且较陡, 而在晚期, 气体的消耗将使得金属丰度趋于饱和, 因此梯度将随时间变小, 情况 B 正是这样。在情况 A, 模型中没有引入 SFR 与银心距成反比的关系, 但引入了一个恒星形成的气体面密度阈值, 当气体面密度达到或超过该阈值时, SFR 才不为零。这样, 在银盘形成早期, 内部区域 SFR 很低, 化学增丰效率也很低, 因此从内到外没有丰度梯度或者丰度分布较为平坦。随着气体面密度的增加, 内部区域的 SFR 增加更为明显, 因此丰度梯度将随时间变大。

最近 Rocho-Pinto 等人 (2000)^[71]、Hernandez 等人 (2000)^[72] 利用太阳附近恒星的年龄分布研究了银盘的恒星形成历史, 认为 SFR 随时间的变化并非是单调的, 而是有很大的涨落, 这似要求在化学演化模型中重新考虑 SFR 的形式。

实际上, 以上分析与气体内落的具体性质密切相关。可以假定内落气体的金属丰度是原初的, 也可以是贫金属的。气体内落速率随时间的变化一般为指数函数或高斯函数形式, 并归一化到本地的气体总密度。内落速率中的一个关键参数是内落时标, 它与银心距有关。在银盘从内到外 (inside-out) 形成的模式下, 内落时标由内到外逐渐增加。因此, 如果早期有大量贫金属气体内落到银盘内部区域, 那么重元素丰度径向分布应较为平坦, 要达到目前的观测结果, 梯度必须随时间变大。只要在演化晚期, 外部区域对贫

金属气体的吸积比内部要高, 那么随银心距的增加, 稀释度增加, 同时内部区域由于恒星增丰作用, 金属丰度将较高, 这样盘的丰度梯度就会变小, 即情况 A 的结果。但如果早期内部贫金属气体较少, 或内落气体中包括核合成过的物质, 同时 SFR 又较高, 那么早期的梯度必然是负的而且较大。到了晚期, 内部区域由于饱和作用丰度的增加趋缓, 只要外部区域没有吸积大量的贫金属气体, 那么梯度就会变小, 这就是情况 B。目前仍不完全清楚在银盘形成和演化过程中 SFR 和内落究竟是如何表现的, 因此以上情况 A 和 B 两种可能性都存在, 必须通过合适的观测结果来进行约束。

各种研究结果表明, 一个不随时间和空间变化即普适的 IMF 仍是最有可能的 [53,59,63], 但 IMF 具体的形式仍有争论, 尤其是对大质量端的斜率。因此, 目前 IMF 的选择还存在一定程度的自由度, 常用的形式参见文献 [73~76]。

4 总结和展望

目前的观测情况表明, 径向金属丰度梯度是存在的。需要指出的是, 在 1999 年以前采用不同的方法、不同的样本得到了比较一致的 $[O/H]$ 丰度梯度, 其大小为 -0.07 dex/kpc 。但最新发表的对 HII 区的光学观测结果仅为原值的一半 [9], 究竟如何仍没有定论。目前存在的最大困难是难以获取大的、均匀的、径向距离跨度足够大的样本, 同时不同的观

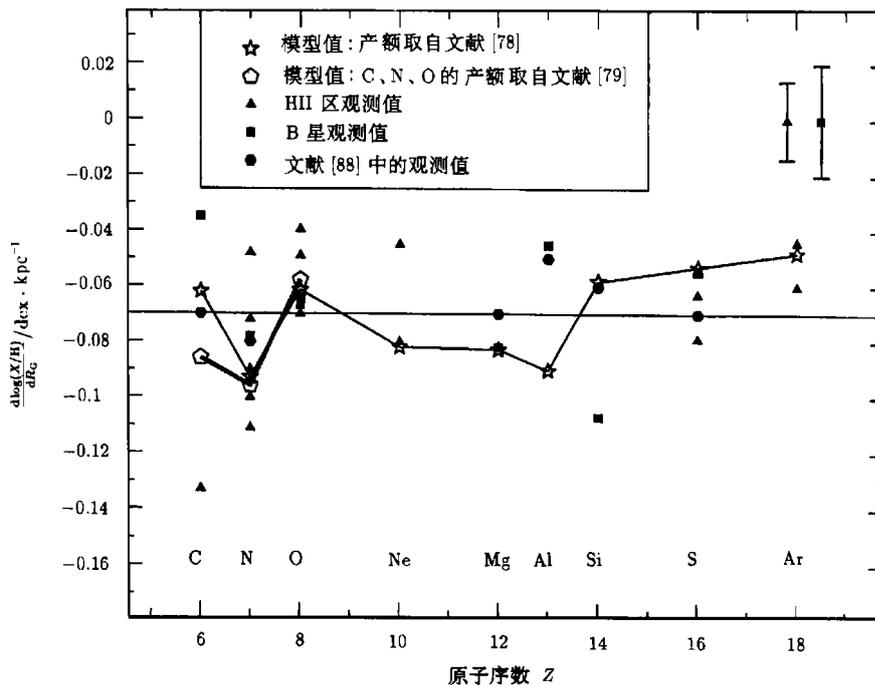


图 1 丰度梯度的观测结果和模型计算结果比较 [77]

图中右上角是典型的观测误差

测手段、不同的处理方法之间如何进行比较也需要进一步研究。另外,为了更好地约束模型,必须有更多元素的丰度梯度观测结果。对目前已有的几种元素的观测结果分析可以看到大多数元素的丰度梯度十分一致。

图 1 画出了表 2 的观测结果,可以更直观地了解目前的观测情况。图 1 中也给出了侯金良等人 (2000)^[77] 的最新模型的计算结果。从图 1 可见,模型与观测在误差范围内总体上是一致的,但对个别元素存在较大差别。这与模型的假设有关,也与所用的核合成产额有关,如对 C 和 N,利用文献 [78] 和 [79] 给出的产额所得到的结果有较大差别,表明对某些元素目前的核合成产额的研究还远没有成熟。

对于金属丰度梯度的空间变化情况,有迹象表明 O 丰度梯度在银心距较小(小于 6kpc)的区域变平坦,这是否意味着银河系核球确实存在棒结构(虽然棒的存在已被 COBE 观测所证实,但从目前丰度梯度的观测结果可以预计棒必定十分年轻,以致它对银盘径向气体和丰度分布的影响仍不明显)?但其他元素却没有发现这种趋势。也有观测认为 O、S、N 的丰度梯度在外部区域(银心距大于 14kpc)有变小(分布变平缓)的趋势^[8],银河系化学演化的数值模拟计算确实也得出了这样的结果^[80]。但目前观测证据尚不充分,需要扩大外部区域的观测样本。确定外部区域金属丰度梯度究竟是否变平缓有重要的意义。对附近一些旋涡星系的观测表明,丰度梯度可能存在径向变化,这一变化可能与星系的基本参数如有效半径、棒结构等有关,也可能是一种普遍特征^[81~83]。同时,也有观测认为(如对 M33, M81, M101 的观测结果^[84])星系并没有系统的径向金属丰度梯度的变化特征。

径向金属丰度梯度的时间演化趋势对银河系化学演化模型起着重要的约束作用,其中具有不同核合成起源的元素(如 O 和 Fe)丰度信息更有价值,确定它们的丰度梯度演化将十分有助于了解银盘的恒星形成历史。不幸的是,除了场星以外,目前 O 丰度只在年轻天体中测定过,而 Fe 丰度只在疏散星团中确定过,它们之间如何进行比较仍存在问题。对行星状星云的观测表明丰度梯度似乎有随时间变大的趋势,但这一结果是十分近似的,而且受动力学效应的影响较大。对疏散星团的研究则表明,丰度梯度随时间没有明显的变化,可能有平缓的迹象,但样本太少,统计上不可靠,而且也存在动力学效应的影响。将来工作最先应该考虑的是确定年轻盘族目标中的 Fe 丰度和老年目标中的 O 丰度以便分别与疏散星团和星云的观测结果进行比较。同时所选择的样本应该有足够的径向距离跨度。

在化学演化模型方面,除了目前存在的梯度演化问题以外,另一个很大的不确定因素来自恒星的核合成产额。需要详细研究不同质量和初始金属含量恒星中的核合成产额对元素丰度、丰度比、丰度梯度的影响。化学动力学模型需要得到进一步重视^[80]。

银河系作为旋涡星系的一员,在研究其整体性质时应该同河外星系结合起来,通过共同性质(如丰度比和丰度梯度等)的比较,可以更精确地推断银河系的 Hubble 分类,进而间接地确定其物理性质,如棒的年龄和作用,星系相互作用对丰度梯度的影响等^[1,25,58,83,85~87]。因此可靠地确定银河系盘的丰度梯度行为不仅有助于我们了解银河系本身的起源与演化,而且也具有十分重要的星系和宇宙演化意义。

参 考 文 献

- 1 Boissier S, Pranzos N. *M.N.R.A.S.*, 1999, 307: 857
- 2 Allen C, Carigi L, Peimbert M. *Ap. J.*, 1998, 494: 247
- 3 Chiappini C, Matteucci F, Gratton R. *Ap. J.*, 1997, 477: 765
- 4 Molla M, Ferrini F, Diaz A I. *Ap. J.*, 1997, 475: 519
- 5 Henry R B C, Worthey G. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1999, 111: 919
- 6 Shaver P A, McGee R X, Newton L M *et al.* *M.N.R.A.S.*, 1983, 204: 53
- 7 Fich M, Silkey M. *Ap. J.*, 1991, 366: 107
- 8 Vlchez J M, Esteban C. *M.N.R.A.S.*, 1996, 280: 720
- 9 Deharveng L, Pena M, Caplan J *et al.* *M.N.R.A.S.*, 2000, 311: 329
- 10 Simpson J P, Colgan S W J, Rubin R H *et al.* *Ap. J.*, 1995, 444: 721
- 11 Rudolph A L, Simpson J P, Haas M R *et al.* *Ap. J.*, 1997, 489: 94
- 12 Afflerbach A, Churchwell E, Werner M W. *Ap. J.*, 1997, 478: 190
- 13 Peimbert M, Torres-Peimbert S, Ruiz M T. *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 1992, 24: 155
- 14 Esteban C, Peimbert M, Torres-Peimbert S *et al.* *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 1999, 35: 65
- 15 Esteban C. *Astrophys. Space Sci.*, 1999, 263: 193
- 16 Esteban C, Peimbert M, Torres-Peimbert S *et al.* *M.N.R.A.S.*, 1998, 295: 401
- 17 Peimbert M. *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 1993, 27: 9
- 18 Peimbert M, Torres-Peimbert S, Dufour R J. *Ap. J.*, 1993, 418: 760
- 19 Gehren T, Nissen P E, Kudritzki R P *et al.* In: Danziger I J, Matteucci F, Kjaer K eds. *Proc. ESO Workshop on Production and Distribution of CNO Elements*, Garching: European Southern Observatory, 1985, :171
- 20 Fitzsimmons A, Brown P J F, Dufton P L *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1990, 232: 437
- 21 Fitzsimmons A, Dufton P L, Rolleston W R J. *M.N.R.A.S.*, 1992, 259: 489
- 22 Kilian-Montenbruck J, Gehren T, Nissen P E. *Astron. Astrophys.*, 1994, 291: 757
- 23 Kaufer A, Szeifert Th, Krenzlin R *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1994, 289: 740
- 24 Smartt S J, Rolleston W R J. *Ap. J.*, 1997, 481: L47
- 25 Gummersbach C A, Kaufer A, Schafer D R *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1998, 338: 881
- 26 Peimbert M. In: Reidel T Y ed. *Planetary Nebulae, Observations and Theory*, IAU Sym. 76, Ithaca, New York, 1977, Dordrecht: Reidel, 1978: 215
- 27 Maciel W J. In: Edmunds M G, Terlevich R eds. *Elements and Cosmos. Proceedings of the 31st Herstmonceux Conference*, Cambridge, England, 1990, Cambridge: Cambridge University Press, 1992: 210
- 28 Faundez-Abans M, Maciel W J. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1987a, 129: 353
- 29 Faundez-Abans M, Maciel W J. *Astron. Astrophys.*, 1987b, 183: 324
- 30 Maciel W J, Koppen J. *Astron. Astrophys.*, 1994, 282: 436
- 31 Maciel W J, Quireza C. *Astron. Astrophys.*, 1999, 345: 629
- 32 Pottasch S R. In: Habing H J, Lamers H J G L M eds. *Planetary Nebulae*, IAU Symp. 180, Groningen, Netherlands, 1996, Dordrecht: Kluwer, 1997: 483
- 33 Perinotto M, Corradi R L M. *Astron. Astrophys.*, 1998, 332: 721
- 34 Scott J, Friel E D, Janes K A. *A. J.*, 1995, 109: 1706
- 35 Friel E D, Janes K A. *Astron. Astrophys.*, 1993, 267: 75
- 36 Geisler D. A. J., 1987, 94: 84
- 37 Geisler D, Claria J J, Minniti D. A. J., 1992, 104: 1892
- 38 Friel E D. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1995, 33: 381
- 39 Janes K A, Phelp S. A. J., 1994, 108: 1773
- 40 Janes K A. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1979, 39: 135
- 41 Panagia N, Tosi M. *Astron. Astrophys.*, 1981, 96: 306

- 42 Cameron L M. *Astron. Astrophys.*, 1985, 147: 47
- 43 Lynga G. *Catalogue of Open Cluster Data, Distributed by Centre de Donnes Stellaires(CDS), Strasbourg, France, 1987*
- 44 Janes K A, Tilley C, Lynga G. A. J., 1988, 95: 771
- 45 Thogersen E N, Friel E D, Fallon B V. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1993, 105: 1253
- 46 Twarog B A, Ashman K A, Anthony-Twarog B J. A. J., 1997, 114: 2556
- 47 Carraro G, Ng Y K, Portinari L. *M.N.R.A.S.*, 1998, 296: 1045
- 48 Piatti A, Claria J J, Abadi M G. A. J., 1995, 110: 2813
- 49 应晓. 硕士论文, 上海: 中国科学院上海天文台, 1998
- 50 Friel E D. *Astroph. Space Sci.*, 1999, 265: 271
- 51 Tosi M. 2000, astro-ph/9912370
- 52 Tosi M. *Astron. Soc. Pac. Conf. Ser.*, 1996, 98: 299
- 53 Matteucci F, Chiappini C. In Walsh J R, Rosa M R eds. *Chemical Evolution from Zero to High Redshift, ESO Astrophysics Symp.*, Berlin: Springer, 1999: 83
- 54 Rana N C. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1991, 29: 129
- 55 Chang R X, Hou J L, Shu C G *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1999, 350: 38
- 56 Mo H, Mao S, White S. *M.N.R.A.S.*, 1998, 295: 319
- 57 Prantzos N, Boissier S. *M.N.R.A.S.*, 2000, 315: 82
- 58 Boissier S, Pranzos N. *M.N.R.A.S.*, 2000, 312: 398
- 59 Chiappini C, Matteucci F, Padoan P. *Ap. J.*, 2000, 528: 711
- 60 Portinari L, Chiosi C. *Astron. Astrophys.*, 1999, 350: 827
- 61 Ferrini F, Molla M, Pardi M C *et al.* *Ap. J.*, 1994, 427: 745
- 62 Pagel B E J. In: Beckman J, Pagel B E J eds. *Evolutionary Phenomena in Galaxies, Cambridge:Cambridge University Press, 1989: 201*
- 63 Carigi L. *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 1996, 32: 179
- 64 Larson R B. *M.N.R.A.S.*, 1998, 301: 569
- 65 Edmunds M G, Greenhow R M. *M.N.R.A.S.*, 1995, 272: 241
- 66 Gotz M, Koppen J. *Astron. Astrophys.*, 1992, 262: 455
- 67 Martinelli A, Matteucci F, Colafrancesco S. *M.N.R.A.S.*, 1998, 298: 42
- 68 Wyse R, Silk J. *Ap. J.*, 1989, 339: 700
- 69 Prantzos N, Aubert O. *Ap. J.*, 1995, 302: 69
- 70 Prantzos N, Silk J. *Ap. J.*, 1998, 507: 229
- 71 Rocha-Pinto H J, Scalo J, Maciel W J *et al.* *Ap. J.* 2000, 531L: 115
- 72 Hernandez X, Valls-Gabaud D, Gilmore G. *M.N.R.A.S.*, 2000, 316: 605
- 73 Salpeter E E. *Ap. J.*, 1955, 121: 161
- 74 Tinsley B M. *Fund. Cosm. Phys.*, 1980, 5: 287
- 75 Scalo J M. *Fundam. Cosmic Phys.*, 1980, 11: 1
- 76 Kroupa P, Tout C, Gilmore G. *M.N.R.A.S.*, 1993, 262: 545
- 77 Hou J L, Prantzos N, Boissier S. *Astron. Astrophys.*, 2000, 362: 921
- 78 Woosley S E, Weaver T A. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1995, 101: 181
- 79 Maeder A. *Astron. Astrophys.*, 1992, 264: 105
- 80 Samland M. *Ap. J.*, 1998, 496: 155
- 81 Zaritsky D, Kennicutt R C, Huchra J P. *Ap. J.*, 1994, 420: 87
- 82 Edmunds M G, Roy J R. *M.N.R.A.S.*, 1993, 261: L17
- 83 Vila-Costas M B, Edmunds M G. *M.N.R.A.S.*, 1992, 259: 121
- 84 Henry R B C, Howard J W. *Ap. J.*, 1995, 438: 170
- 85 Avila-Reese V, Firmani C. *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 2000, 36: 22
- 86 Skillman E D, Kennicutt R C Jr, Shields GA *et al.* *Ap. J.*, 1996, 462: 147

- 87 Oey M S, Kennicutt R C. *Ap. J.*, 1993, 411: 137
88 Smartt S J. In: Giovannelli F, Matteucci F eds. *The Chemical Evolution of the Milky Way: Star Versus Clusters*. Dordrecht: Kluwer, 2000, in press
89 Hibbins R E, Dufton P L, Smartt S J *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1998, 332: 681

Radial Abundance Gradients Along the Milky Way Disk

Hou Jinliang^{1,2,3} Chang Ruixiang^{1,2}

(1. *Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Shanghai, 200030*)

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

(3. *Institut d'Astrophysique de Paris, Paris 75014*)

Abstract

Detailed summary of the observed abundance gradients along the Galactic disk was presented, including HII regions, early B stars, PN objects and open clusters. Variations of the gradients in space and time were discussed. According to the current observational status, it is not clear whether the abundance gradient is gradually flatten or steepen during the evolution of the Galactic disk. Theoretical predictions for gradients evolutions of various models were presented. The physical processes which result in the gradient and its evolution are explored. The evolution of abundance gradients is found to be very sensitive to the stellar yields, model assumptions on star formation history, infall and also to the relative importance between *SFR* and infall.

Key words Galaxy: elements—abundance gradients—methods:observations—methods:models—Galaxy: disk—chemical evolution