

文章编号: 1000-8349(2006)04-0308-11

# 测定天琴 RR 变星金属丰度的方法

吴 潮, 胡景耀, 赵永恒

(中国科学院 国家天文台, 北京 100012)

**摘要:** 银晕中天琴 RR 变星金属丰度的测定对于研究银河系晕的形成和演化具有重要的意义。在当前的技术条件下, 高分辨光谱的方法难以测量银晕中较暗的天琴 RR 变星的金属丰度。高分辨光谱测定金属丰度的方法对恒星大气模型的依赖性较高, 而恒星脉动引起的复杂大气状况对于建立正确的大气模型本身就是挑战。 $\Delta S$  光谱方法、Coby 测光方法和光变曲线的参数方法则弥补了高分辨光谱方法的不足, 将能测量更远距离上的天琴 RR 变星的金属丰度。着重介绍了这 3 种方法发展的历史、具体的观测流程以及需要注意的问题。通过比较这 3 种方法的优劣, 为实际观测时方法的选用提供借鉴。

**关键词:** 天体物理学; 天琴 RR 变星; 综述; 银河系结构; 金属丰度

**中图分类号:** P145.4      **文献标识码:** A

## 1 引 言

关于银河系晕的起源问题一直存在着两种针锋相对的模型: 认为形成于均匀密度气体团坍缩的 ELS 模型<sup>[1]</sup>和诞生于杂乱的许多小星系碰撞和吸积的 SZ 模型<sup>[2]</sup>。随着观测的积累, 证据似乎越来越倾向于 SZ 模型。天琴 RR 变星正是观测银河系晕的演变遗迹的极佳示踪物。这是因为天琴 RR 变星具有以下特点: (1) 标准烛光 (其亮度弥散小于 0.13 mag<sup>[3]</sup>), 容易确定晕的三维结构; (2) 老年星, 包含有丰富的关于银河系早期的信息; (3) 光变振幅大周期短, 易于观测证认。

天琴 RR 变星是处于氦核燃烧阶段的小质量巨星, 位于赫罗图的水平支上, 其光谱型在 A5 到 F8 之间变化。因为它是小质量星经过漫长的主序阶段演化过来, 因而是金属丰度相对较贫的老年星 (年龄  $> 9 \times 10^9 y_r$ )。关于天琴 RR 变星的一般物理属性见表 1。位于脉动带上的天琴 RR 变星光度随着半径和有效温度的变化而呈周期性的径向脉动, 该径向脉动是由 k 机制驱动。根据脉动模式的不同可分为 ab、c、d 型: ab 型处于基频脉动模式, c 型为一次谐频脉动模式, d 型为既有基频又有谐频的双脉动模式; d 型脉动模式的星相对较少<sup>[4]</sup>。ab 和 c 型的区分可以通过光变曲线的形状来分, ab 型具有不对称性, 而 c 型则

收稿日期: 2006-03-21; 修回日期: 2006-04-28

基金项目: 国家自然科学基金资助项目 (60402041)

有着对称的正弦形状。d 型的判定则是通过谐频和基频的周期比来区分, 较为复杂, 具体情况请参见文献 [4,5]。

表 1 天琴 RR 变星的一般物理属性<sup>[6]</sup>

周期 /d	有效温度 /K	lg <i>g</i>	[Fe/H]	质量 / <i>M</i> <sub>⊙</sub>	半径 / <i>R</i> <sub>⊙</sub>	绝对星等 <i>M</i> <sub>v</sub> /mag
0.2~1.1	6100~7400	2.5~3.0	0.0~-2.5	≈0.7	≈4~6	0.6

Ivezic 等人<sup>[7]</sup>从 SDSS 的巡天数据中筛选出一批天琴 RR 变星候选体, 我们经过观测证实这批候选体确是天琴 RR 变星<sup>[8]</sup>。这批样本在空间分布上表明在离银心约 45 kpc 处存在一个团块, Ivezic 等人<sup>[7]</sup>怀疑这个团块是 Sgr 矮星系被银河系瓦解后留下的遗迹。Vivas 等人<sup>[3,9,10]</sup>通过 QUEST 的巡天数据<sup>[34]</sup>, 也同样证实团块的存在。

要证明这些团块中的天琴 RR 变星是否真正是 Sgr 矮星系被吸积的遗迹, 金属丰度的测定具有非常重要的作用。但由于这些被疑为遗迹的天琴 RR 变星处于银河系的外晕中, 根据表 1 的绝对星等可知, 它们的视星等一般较暗 ( $V \approx 18 \sim 19$  mag), 以现在的技术水平对其进行高分辨光谱的观测难度较大, 另外利用高分辨光谱来测定天琴 RR 变星的金属丰度虽然精度高但效率较低, 不适合于大样本的观测<sup>[11]</sup>。除高分辨光谱法外现在还存在其他 3 种测定天琴 RR 变星的金属丰度的方法, 即  $\Delta S$  光谱方法、Caby 测光方法和光变曲线参数的方法。这 3 种方法较高分辨光谱方法的优点是能测到更暗、更大样本的天琴 RR 变星的金属丰度, 从而弥补高分辨光谱的某些不足, 同时精度也能达到研究的要求。因此这 3 种方法是测定银晕中以及更远的天琴 RR 变星金属丰度的重要手段。以下我们将分别介绍这 3 种方法的具体内容、发展历史及存在的问题。

## 2 $\Delta S$ 方法

$\Delta S$  方法是利用低分辨光谱测定天琴 RR 变星金属丰度的一种最为经典的方法。Preston<sup>[16]</sup>于 1959 年最先定义  $\Delta S$  指数为:  $\Delta S = 10 [S_pT(H) - S_pT(K)]$ ,  $S_pT(H)$  和  $S_pT(K)$  中的  $H$  和  $K$  分别指氢的巴尔末线  $H\delta$ 、 $H\gamma$ 、 $H\beta$  等值宽度的平均值和 Ca II K 线的等值宽度,  $S_pT$  是求相应等值宽度下光谱型的记号, 从等值宽度到光谱型的转换需要通过光谱型分类定标星得出, 光谱型分类定标星的选取下面有详细介绍。

Butler<sup>[17]</sup>比较了一批 ab 型天琴 RR 变星的 [Fe/H] (由高分辨光谱得到) 和最低光度时的  $\Delta S$  指数, 发现它们之间存在着较好的线性关系。Kemper<sup>[18]</sup>对 c 型的天琴 RR 变星作了类似的比较, 同样发现存在类似的线性关系。最后, 经过 Suntzeff 等人<sup>[19]</sup>对  $\Delta S$  方法更准确的定标和更广泛的应用,  $\Delta S$  方法变得更加完善。Suntzeff 等人得到的 [Fe/H] 和最低光度时的  $\Delta S$  的定标关系:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = -0.158\Delta S(\text{RRab}) - 0.408, \quad [\text{Fe}/\text{H}] = -0.155\Delta S(\text{RRc}) - 0.425,$$

其中 RRab、RRc 分别指 ab 型和 c 型的天琴 RR 变星。这里需要指出的是, 虽然 c 型在一个脉动周期内温度的变化较 ab 型小, 并且也没有较强的大气激波, 但是 c 型在物理属性上较 ab 型具有更高的温度和重力加速度, 并且一般金属更贫, K 线更弱, 因此 c 型的定标关系不

如 ab 型精确。

在实际使用  $\Delta S$  方法的过程中需要注意以下几个问题：(1) CaII K 线附近谱线较多，确定连续谱的位置困难，测量时一般用伪连续谱测伪等值宽度<sup>[17]</sup>，即从 H8 线红翼与 CaII K 线蓝翼的交点到 CaII K 线红翼与 CaII H 线和 H $\epsilon$  线混合线的蓝翼的交点之间划一直线记为连续谱；(2) 从伪等值宽度得到光谱型需要根据定标关系来转化。Preston<sup>[16]</sup> 采用红巨星的定标关系，而 Butler<sup>[17]</sup> 采用后发座球状星团 (Coma cluster) 的主序星定标关系转化。它们通常被称为  $\Delta S$  的 Preston 系统和 Bulter 系统，这两种系统有一定的差异<sup>[19]</sup>。Suntzeff 等人<sup>[19]</sup> 用的是 Coma 主序星的光谱型定标，属于 Bulter 系统。 $SpT(H)$  中的  $H$  根据 Preston 最初的定义是指  $(H\delta + H\gamma + H\beta)/3$ ，但后来人们发现  $H\beta$  对铁丰度有一定的敏感性，所以现在一般采用  $(H\delta + H\gamma)/2$  来作为  $H$  值；(3) 定标关系采用的是最低光度时的  $\Delta S$  值。在一个脉动周期内  $\Delta S$  值的变化是很大的。对于光变的上升沿阶段，光球半径不断减小，重力不断增大，加速的收缩会使恒星大气出现激波，这使得在上升沿的  $\Delta S$  值极不稳定。而最低光度时的  $\Delta S$  值则比较稳定，因此可用于定标。在实际观测时，上升沿处尤其是在极大附近的  $\Delta S$  数据完全不可用。对光度最低处附近的数据也需要做相位修正。相位的修正有几种方法：1) Butler<sup>[17]</sup> 观测了一些天琴 RR 变星的整个脉动周期内的  $\Delta S$ ，得到了相位修正图，如图 1 所示。根据观测得到的  $\Delta S$  和  $SpT(H)$  值找到图中的对应位置，然后沿相应曲线平滑到和垂线相交的位置即是最低点时的  $\Delta S$  值。2) Suntzeff<sup>[19]</sup> 采用给予不同的相位以不同的权重的办法。具体权重取值如表 2 所示。如由观测时刻难以推算相位时，可以利用表 3 所列的  $SpT(H)$  来估计相位。

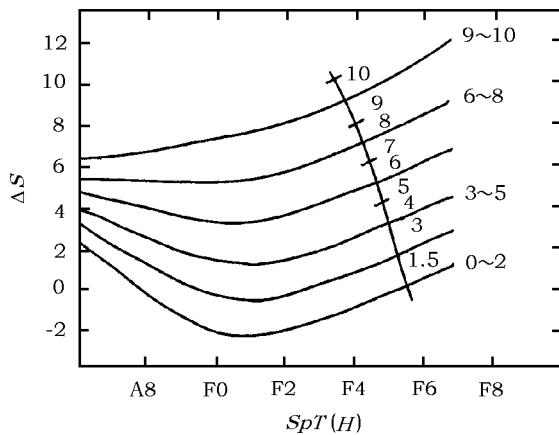


图 1  $\Delta S$  值的相位修正图<sup>[17]</sup>

用低分辨光谱测定天琴 RR 变星的铁丰度除了  $\Delta S$  方法外，还有其他类似的方法，它们都是利用 CaII K 线与金属丰度之间的敏感关系。例如：(1)

表 2  $\Delta S$  在不同相位时的权重<sup>[19]</sup>

相位范围	权重
0.00 ~ 0.13	0
0.14 ~ 0.25	0.25
0.26 ~ 0.45	0.5
0.46 ~ 0.89	1
0.90 ~ 0.99	0

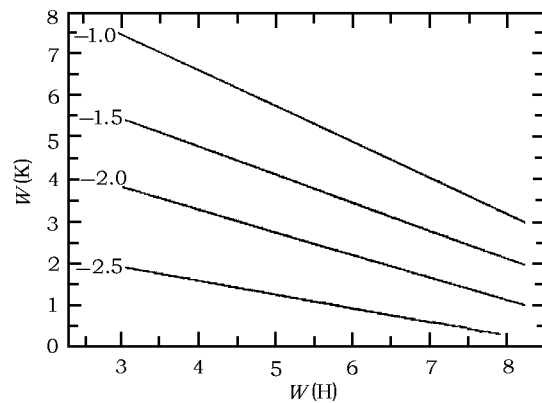
拟合等铁丰度线法。该方法由 Freeman 和 Rodgers<sup>[22]</sup> 于 1975 年最先提出，Layden<sup>[23,24]</sup> 对它进行了深化和完善。该方法是将不同铁丰度的天琴 RR 变星在不同相位的等值宽度值  $W(H)$  和伪等值宽度  $W(K)$  画在同一幅图上，以拟合它们的等铁丰度线。Layden<sup>[24]</sup> 的定标如图 2 (可参见文献 [10]) 所示，图中的实线表示等丰度线。通过对目标星观测得到相应的  $W(H)$  和  $W(K)$  值把它们点在图 2 上就可以找到相应的铁丰度值。这里的 CaII K 线和 H 的巴尔末线的测量方法与前面提到的  $\Delta S$  方法类似，都是采用伪等值宽度。需要注意的是，在使用这种方法之前必须先测定一批标准星的等值宽度来进行定标。相位范围不能在 0.0~0.8 范围之外，因

表 3 相位与光谱型  $SpT$  值的对应表<sup>[23]</sup>

相位范围	平均相位	平均 $SpT(H)$	$SpT(H)$ 偏差
0.00 ~ 0.09	0.05	9.20	1.38
0.10 ~ 0.19	0.15	11.33	1.04
0.20 ~ 0.29	0.24	13.31	1.33
0.30 ~ 0.39	0.34	14.63	1.17
0.40 ~ 0.49	0.44	15.72	0.69
0.50 ~ 0.59	0.54	16.11	0.76
0.60 ~ 0.69	0.65	16.09	0.82
0.70 ~ 0.79	0.74	16.31	0.94
0.80 ~ 0.89	0.83	16.12	0.89
0.90 ~ 0.99	0.95	10.12	2.92

为对于处在上升沿到光度极大附近相位时, 由于大气激波会在巴尔末线上叠加发射线从而使氢的巴尔末线轮廓不正常, 所以此时的数据不可用。

(2) 测量最低光度时 CaII K 线的等值宽度  $W(K)$ 。该方法是 1990 年由 Clementini 等人<sup>[25]</sup> 提出的。它是通过最低光度时的  $W(K)$  与  $[Fe/H]$  的线性相关定标来测定未知的铁丰度。从思路上看这种方法与  $\Delta S$  方法异曲同工, 这是因为: 1) 在最小位相附近时, 根据 Butler 的定标  $\Delta S$  与  $SpT(H)$  的斜率  $\frac{d[\Delta S]}{d[SpT(H)]} \approx 0.8$ , 即说明在最低点处  $SpT(H)$  随  $SpT(K)$  的变化很不明显, 相关很弱, 如果最弱 (即不相关) 时该斜率的值是 1; 2) 这种方法和  $\Delta S$  方法一样, 都是利用最低光度处的数据, 如果是数据偏离最低光度时同样需要相位修正。

图 2 等值宽度  $W(K)$  和  $W(H)$  的等铁丰度图<sup>[24]</sup>

$\Delta S$  方法存在的问题: (1) 定标的问题。定标的精度取决于被用于定标的高分辨光谱的铁丰度精度, 同时, Manduca 的结果<sup>[26]</sup> 也表明当  $[Fe/H] < -2.5$  时,  $\Delta S$  与铁丰度将不是线性的定标关系, 因此不再适用。另外, 现在的定标关系是通过有限的球状星团高分辨谱的样本确定的, 在更大样本上定标关系是否相同, 还需要进一步的研究。(2)  $[Fe/H]$  丰度与  $[Ca/H]$  的差异。在用  $\Delta S$  测量  $[Fe/H]$  时最重要的假设就是  $[Ca/H]$  和  $[Fe/H]$  之间具有线性关系。对于  $[Fe/H] < -0.1$ , 这一关系是成立的<sup>[27,28]</sup>。对于  $-0.1 < [Fe/H] < 0.3$  时,  $[Ca/H]$  与  $[Fe/H]$  的关系则会呈现出非线性的关系<sup>[29]</sup>。

因为  $\Delta S$  方法是用低分辨谱测定天琴 RR 变星金属丰度的最典型的方法, 到目前为止有许多的关于天琴 RR 变星的金属丰度的研究成果是由  $\Delta S$  方法得到的。主要有以下几个方面: (1) 利用  $\Delta S$  方法测定的金属丰度对天琴 RR 变星的绝对星等进行修正。具体情况可参见 McNamara<sup>[30,31]</sup> 和 Fernley 等人<sup>[32]</sup> 的工作。(2) 关于恒星演化方面的内容: Bono 等

人<sup>[23]</sup>利用  $\Delta S$  方法得出的金属丰度研究了银河系中属于场星和核球的富金属天琴 RR 变星, 从理论上预言了它们的演化特性。(3) 利用天琴 RR 变星作为示踪物来研究银河系的演化方面的成果有 Vivas 等人<sup>[10]</sup>和 Layden<sup>[23]</sup>。(4) 通过测球状星团中天琴 RR 变星的金属丰度, 来研究球状星团的金属丰度情况的主要工作有 Silbermann 和 Smith<sup>[35]</sup>、Lee<sup>[36]</sup>以及 Carretta 和 Gratton<sup>[37]</sup>。

### 3 Caby 方法

Caby 测光系统是在 Strömgen 4 色测光系统的基础上再添加一个窄带 Ca 片的扩展系统。Strömgen 最先引入的测光系统是由 uvby 等 4 个窄带滤光片组成, 这 4 个滤光片的特性见表 4。与 Johnson<sup>[38]</sup>的 UVB 系统相比, Strömgen 系统具有能描述巴尔末跃变的优点。Strömgen 系统定义了几个有意义的参量: (1) 色指数  $(b-y)$ , 它与温度有关; (2)  $m_1 = (v-b) - (b-y)$ , 是与金属丰度有关的指数; (3)  $c_1 = (u-v) - (v-b)$ , 与巴尔末跳跃有关的指数。对 Strömgen

表 4 Strömgen 系统滤光片的特性<sup>[42]</sup>

滤光片名	$\lambda_{\text{eff}}/\text{\AA}$	$FWHM/\text{\AA}$
u	3500	300
v	4110	190
b	4670	180
y	5470	230
Ca	3945	90

系统更为详尽的描述请参见 Strömgen<sup>[39]</sup>和 Crawford<sup>[40]</sup>的文章。有 Ca 片扩展的 Strömgen 系统最初是由 Anthony-Twarog 等人<sup>[41]</sup>引入的。主要是为了弥补  $m_1$  指数对于  $[\text{Fe}/\text{H}] < -2$  的贫金属星敏感性下降的缺陷, 因为贫金属星的金属线在传统的 uvby 4 片系统的波长覆盖区内变得较弱, 而贫金属星的 Ca II H 和 K 线仍然较强。设计的 Ca 片主要覆盖 Ca II 的 H (3933 Å) 和 K (3968 Å) 线。Ca

滤光片的基本参数参见表 4<sup>[42]</sup>。表 5 列出了历史上曾经沿用的两种 Ca 片对于不同波长的响应, 在图 3 中画出了这两种滤光片的响应曲线<sup>[42]</sup>。对于扩展后的 Strömgen (Caby) 系统,

表 5 老的 Ca 片和新的 Ca 片对于不同波长的响应<sup>[42]</sup>

$\lambda/\text{\AA}$	Ca		$\lambda/\text{\AA}$	Ca		$\lambda/\text{\AA}$	Ca	
	老	新		老	新		老	新
3800	0.000	0.000	3900	0.090	0.150	4000	0.170	0.140
3810	0.000	0.000	3910	0.211	0.260	4010	0.119	0.070
3820	0.000	0.000	3920	0.341	0.330	4020	0.090	0.030
3830	0.000	0.000	3930	0.430	0.360	4030	0.063	0.020
3840	0.000	0.000	3940	0.472	0.380	4040	0.033	0.010
3850	0.000	0.000	3950	0.500	0.390	4050	0.010	0.000
3860	0.000	0.010	3960	0.515	0.400	4060	0.002	0.000
3870	0.004	0.010	3970	0.495	0.390	4070	0.000	0.000
3880	0.015	0.030	3980	0.418	0.350	4080	0.000	0.000
3890	0.039	0.070	3990	0.293	0.250	4090	0.000	0.000

Anthony-Twarog 等人<sup>[42]</sup>定义了  $hk$  指数:  $hk = (Ca - b) - (b - y)$ 。Twarog 和 Anthony-Twarog<sup>[43]</sup>的观测结果表明  $hk$  指数对金属丰度的敏感度是  $m_1$  的 3 倍。

Baird 和 Deane<sup>[45]</sup>最早将 Caby 系统应用到天琴 RR 变星的金属丰度的测量上。因为天琴 RR 变星金属丰度相对较贫, 其光谱型从 A5 到 F8,  $m_1$  指数对于测量天琴 RR 变星的金属丰度并不理想。Twarog 和 Anthony-Twarog<sup>[44]</sup>的工作表明  $m_1$  指数对于热于 F 型的和包括较热 F 型星的金属丰度敏感度会迅速地下降。

Baird 和 Deane<sup>[45,46]</sup>的研究则清楚地表明

$hk$  指数对于天琴 RR 变星的金属丰度非常敏感。类似的方法也曾被 Jones<sup>[47]</sup>采用过, 当时他引入了带通为  $60 \text{ \AA}$  覆盖 Ca II 的 K 线的滤光片(到目前该滤光片仅有一片存放于剑桥大学), 但因为其综合效率不如 Ca 片, 后来只有 Caby 的测光方法得到了发展。

与  $\Delta S$  方法相比, Caby 系统测量天琴 RR 变星金属丰度的方法有与相位无关的优点。Baird<sup>[49]</sup>在 1996 年的研究表明, 即使在光变曲线的上升沿或极大值附近该方法仍然有效。图 4 表示的是 5 颗不同铁丰度的星的  $hk/(b-y)$  图, 图中不同记号代表不同的星, 同一颗星在图中的不同位置表示在不同相位时的观测点, 而实线表示具有与太阳相同铁丰度的矮星。从图中可以看出同一颗星在不同相位阶段仍然在相同的等铁丰度线上, 并具有较好的敏感性。

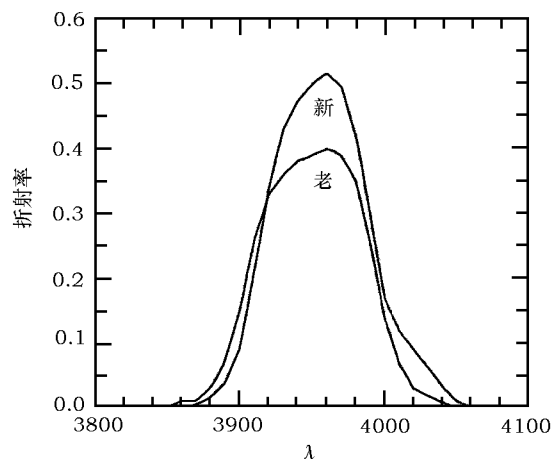


图 3 Ca 滤光片的响应曲线<sup>[42]</sup>

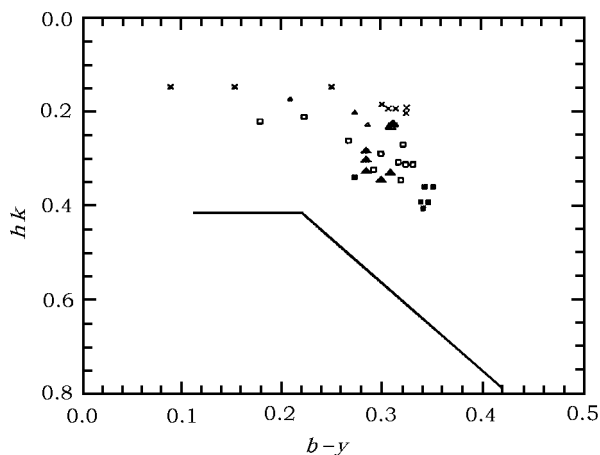


图 4 5 颗铁丰度不同的星的  $hk/(b-y)$  图<sup>[49]</sup>

在实际测量中, 首先选取 5 到 7 颗标准星, 要求  $b-y$  在  $0.1 \sim 0.7$  之间,  $hk$  选择  $0.2 \sim 1.4$  的跨度。标准星的选取可以参考 Twarog 和 Anthony-Twarog<sup>[43]</sup>的标准星表。该星表提供了 1990 颗 Caby 标准星, 其中  $V$  和  $b-y$  指数都已归化到与 Olsen<sup>[50]</sup>的 Strömgen 星表一致的标

准系统。大气的消光改正以及标准星等归化,可采用以下线性公式:

$$\begin{aligned} b - y &= K(b - y)_i + K_{11}X + C_1, \\ hk &= K_2hk_i + K_{22}X + C_2, \\ y &= y_i + K_3(b - y)_i + K_{33}X + C_3, \end{aligned}$$

其中,下标  $i$  表示所得的值以仪器星等为标度,  $X$  为大气质量,  $K_1$ 、 $K_2$ 、 $K_3$ 、 $K_{11}$ 、 $K_{22}$ 、 $K_{33}$ 、 $C_1$ 、 $C_2$ 、 $C_3$  是需要通过标准星观测拟合得出的常数。另外红化的改正与 Johnson 系统的转化遵循以下关系<sup>[49]</sup>:  $E(b - y)/E(B - V) = 0.75$ ,  $E(hk)/E(b - y) = -0.1$ 。根据以上公式就可以将目标星的仪器星等转化为标准星等。然后,我们就可以利用定标关系计算出目标星的  $[\text{Fe}/\text{H}]$  值。其中  $[\text{Fe}/\text{H}]$  与  $hk$  指数的定标关系如下<sup>[49]</sup>:

$$\begin{aligned} [\text{Fe}/\text{H}]_{hk} &= 8.11 hk_0 - 3.37 && \text{当 } (b - y)_0 = 0.15, (\sigma_{\text{rms}} = 0.110); \\ [\text{Fe}/\text{H}]_{hk} &= 7.75 hk_0 - 3.28 && \text{当 } (b - y)_0 = 0.20, (\sigma_{\text{rms}} = 0.055); \\ [\text{Fe}/\text{H}]_{hk} &= 7.45 hk_0 - 3.36 && \text{当 } (b - y)_0 = 0.25, (\sigma_{\text{rms}} = 0.035); \\ [\text{Fe}/\text{H}]_{hk} &= 6.44 hk_0 - 3.36 && \text{当 } (b - y)_0 = 0.30, (\sigma_{\text{rms}} = 0.040); \\ [\text{Fe}/\text{H}]_{hk} &= 5.06 hk_0 - 3.13 && \text{当 } (b - y)_0 = 0.35, (\sigma_{\text{rms}} = 0.074). \end{aligned}$$

其中,  $\sigma_{\text{rms}}$  表示对定标关系式拟合的标准偏差。

使用 Caby 方法需要注意:对于 c 型的天琴 RR 变星目前还没有较好的定标关系,需要更大的样本来对 c 型的天琴 RR 变星进行更好的定标。同时,还要注意  $\text{H}\epsilon$  线的污染,因为  $\text{H}\epsilon$  线影响  $\text{Ca II}$  的 H 线的线翼并随温度的升高而加大。但  $hk$  方法是一种非常好的铁丰度测量法,因为它不需要考虑光变的相位问题,在观测和数据的处理上都较  $\Delta S$  方法简单,同时能测到更暗的星。这种方法更适用于大样本的巡天。

Caby 方法较为适合球状星团中天琴 RR 变星的金属丰度的测量。Rey 等人<sup>[51]</sup>和 Anthony-Twarogd 等人<sup>[52,53]</sup>就曾利用 Caby 方法做了相关的工作,并得到较好的结果。

## 4 光变曲线参数法

早在 1959 年 Preston<sup>[16]</sup>就曾提出天琴 RR 变星的周期、振幅、金属丰度之间存在相关性,但是由于当时数据精度和样本数量限制了这种相关性的定标工作。Simon<sup>[54]</sup>在 1988 年将天琴 RR 变星的光变曲线按傅里叶级数展开,发现其中的分量  $\varphi_{21}$  与铁丰度有着较强的相关性,后来 Kovacs 和 Zsoldos<sup>[55]</sup>的工作更详细地分析了它们的相关性。到 1996 年 Jurcsik 和 Kovacs<sup>[56]</sup>通过对比一批高精度的天琴 RR 变星的铁丰度和它们的傅利叶参数,发现这种相关性是简单的线性关系。Kovacs<sup>[57]</sup>2005 年的工作证明这种线性关系对于更大的样本也是适用的。

光变曲线参数方法使用的具体过程是:首先通过对光变曲线进行傅里叶级数拟合,其拟合的表达式为:  $A = A_0 + \sum_{i=1}^n A_i \sin(i\omega(t - t_0) + \varphi_i)$ , 定义:  $\varphi_{31} = \varphi_3 - 3\varphi_1$ , 并计算出  $\varphi_{31}$  的值,利用  $\varphi_{31}$  和  $[\text{Fe}/\text{H}]$  的定标关系即可算出  $[\text{Fe}/\text{H}]$  的值。对于 V 波段的观测可以利用 Jurcsik 和 Kovacs<sup>[56]</sup>得到的线性定标关系:  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.038 - 5.394P + 1.345\varphi_{31}$ 。对于不加滤光片

的白光观测, 可以参见 Wu 等人<sup>[58]</sup>的定标关系:  $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.766 - 5.350P + 1.044\varphi_{31}$ , 但在使用时需注意所用的白光系统与 ROTSE 白光系统<sup>[59]</sup>之间是否存在差异。算出  $[\text{Fe}/\text{H}]$  的值后可根据文献<sup>[56]</sup>提供的误差估算公式来估计误差, 但对于白光系统则使用文献<sup>[58]</sup>提供的误差公式。

使用光变曲线参数法需要注意的问题: (1) 以上的定标关系只是针对 ab 型天琴 RR 变星, 对于 c 型到目前为止还没有发现有类似的线性关系; (2) 虽然许多人的工作<sup>[61~64]</sup>都证实光变曲线的参数和  $[\text{Fe}/\text{H}]$  之间的相关性是本质的而非偶然的, 但是关于这种相关性的物理本质的解释到目前为止还没有见到<sup>[57]</sup>; (3) 光变曲线的测光精度要求与定标列接近且观测点尽量多, 并要求在各相位都有分布。据 Wu 等人<sup>[58]</sup>的经验, 对于部分虽在下降沿缺少数据点但在最低和最高两个峰值都未缺点的光变曲线拟合的数据还是可用的。另外还要注意所用测光系统与定标系统的差异, 如 Johnson 系统的 V 波段观测的光变曲线, 可参用 Jurcsik 和 Kovacs<sup>[56]</sup>的定标关系; 对于不加滤光片的白光定标可以参用 Wu 等人<sup>[58]</sup>的定标; (4) 拟合光变曲线时傅里叶级数的选取与光变曲线的信噪比有着很大的关系, 过高或过低都会对结果产生较大的影响。拟合的标准偏差和相关系数, 可以作为级数选取的一个指标, 具体标准请参见文献<sup>[57,58]</sup>; (5) 按 Kovacs<sup>[57]</sup>的估计, 利用傅里叶参数法得到的铁丰度定标精度在 0.17 dex 左右, 同时还有遇到一些不可预知丰度的特殊星 (例如部分具有 Blazhko 效应的星) 的可能, 因此这种方法仅适合于群族归类的统计分析, 对于单独一颗星的铁丰度测量分析, 这种方法还需进一步改善和提高。

由光变曲线测定金属丰度的方法最适合于比较遥远的天琴 RR 变星系统。因此, 此方法的大多数成果都与银河系的外晕、周边的矮星系以及近邻星系有关。Wu 等人<sup>[58]</sup>、Clementini 等人<sup>[65,66]</sup>、Gratton 等人<sup>[67]</sup>和 Maio 等人<sup>[68]</sup>, 都较好地利用光变曲线测定了银晕以及银河系近邻星系中天琴 RR 变星的金属丰度。

## 5 总结与展望

以上提到的 3 种测定天琴 RR 变星金属丰度的方法可以弥补高分辨光谱方法的不足, 在实际应用时可以根据目标源的亮暗程度和科学目标的不同进行选取。3 种方法的特点和存在的问题归纳于表 6。从表中可以看出, 3 种方法需要改进的地方是:

(1) 相位问题是困扰  $\Delta S$  方法的主要问题, 对于将来的工作应该进一步完善相位的修正方法;

(2) 需要改进 Caby 方法的定标, 尤其是在更大样本和更高精度的定标样本的基础上对 c 型天琴 RR 变星作较好的定标;

(3) 光变曲线参数法同样需要改进定标方法, 探索 c 型天琴 RR 变星光变曲线参数与金属丰度的相关性。利用更多的高精度测量的数据样本, 在更大的样本空间获取更高精度的定标关系。同时, 在理论方面需要进一步探讨光变曲线参数和铁丰度相关性的物理解释;

(4) 对于具有 Blazhko 效应的天琴 RR 变星, 在测量方法的改进过程中需作进一步的研究和讨论。



表 6 3 种测定天琴 RR 变星金属丰度方法的对比表

方 法	特 点	存在问题
$\Delta S$ 光谱方法	(1) 定标精度相对高 (2) ab 和 c 型都有比较好的定标 (3) 物理本质明确, [Ca/Fe] 的关系有较好的分析	(1) 对相位严格要求, 必须在最低光度附近 (2) 每条光谱曝光时间一般不超过 30 min。否则变星的脉动效应明显。因此对望远镜口径要求高 (3) 除 LAMOST 等多目标光谱巡天外, 不大适合于大样本测量
Caby 测光方法	(1) 定标精度适中 (2) ab 型有较好定标, 但对于 c 型定标不是太好 (3) 物理本质比较明确, 是通过测定 Ca II 的 H、K 线的性质得到铁丰度 (4) 对相位的要求不是太严格, 观测效率相对较高, 适合于大样本的测量	(1) 对测光的精度有较高的要求, 因此对于天气要求较高 (2) Ca 片的波段较窄, 曝光时间相对较长, Ca、b、y 的曝光时间总和不能大于 30 min。对于暗源仍有一定的限制性
光变曲线的参数法	(1) 适合于较暗目标的观测 (2) ab 型有较好的定标, 但对于 c 型没有定标 (3) 对观测的相位没有要求	(1) 纯经验的定标关系, 物理本质并不十分明确。具有不确定性 (2) 要求光变曲线有较好的相位覆盖, 必须有足够多的观测点, 需要消耗大量的望远镜时间

## 参考文献:

- [1] Eggen O J, Lynden-Bell D, Sandage A R. *ApJ*, 1962, 136: 748
- [2] Searle L, Zinn R. *ApJ*, 1978, 225: 357
- [3] Vivas A K, Zinn R, Andrews P *et al.* *ApJ*, 2001, 554: L33
- [4] Clementini G, Michael T C, Bruce C W *et al.* *AJ*, 2004, 127 : 938
- [5] Kovacs G. *A&A*, 2001, 375: 469
- [6] Smith H A. *RR Lyrae Stars*, Cambridge Astrophysics Series, Cambridge, New York: Cambridge University Press, 1995
- [7] Ivezić Z, Goldston J, Finlator K *et al.* *AJ*, 2000, 120: 963
- [8] Wu C, Qiu Y L, Deng J S *et al.* *AJ*, 2005, 130: 1640
- [9] Vivas A K, Zinn R, Abad C *et al.* *AJ*, 2004, 127: 1158
- [10] Vivas A K, Zinn R, Gallart C. *AJ*, 2005, 129: 189
- [11] Butler D, Manduca A, Deming D *et al.* *AJ*, 1982, 87: 640
- [12] Clementini G, Merighi R, Gratton R *et al.* *MNRAS*, 1994, 267: 43
- [13] Clementini G, Carretta E, Gratton R *et al.* *AJ*, 1995, 110: 2319
- [14] Lambert D L, Heath J E, Lemke M *et al.* *ApJS*, 1996, 103: 183
- [15] Sandstrom K, Pilachowski C A, Saha A. *AJ*, 2001, 122: 3212
- [16] Preston G W. *ApJ*, 1959, 130: 507
- [17] Bulter D. *ApJ*, 1975, 200: 68
- [18] Kemper E. *AJ*, 1982, 87: 1395
- [19] Suntzeff N B, Kraft R P, Kinman T D. *ApJS*, 1994, 93: 271
- [20] Suntzeff N B, Kinman T D, Kraft R P. *ApJ*, 1991, 367: 528

- [21] Butler D. PhD thesis, Berkley: Univ. California Santa Cruz, 1974
- [22] Freeman K C, Rodgers A W. *ApJ*, 1975, 201: L71
- [23] Layden A C. *AJ*, 1994, 108: 1016
- [24] Layden A C. PhD thesis, New Haven: Yale Univ., 1993
- [25] Clementini G, Tosi M, Merighi R. *AJ*, 1990, 101: 2168
- [26] Manduca A. *ApJ*, 1981, 245: 258
- [27] Gratton R G, Sneden C. *A&A*, 1991, 241: 501
- [28] Sneden C, Kraft R P, Prosser C *et al.* *AJ*, 1992, 104: 2121
- [29] McWilliam A, Rich R M. *ApJS*, 1994, 91: 749
- [30] McNamara D H. *PASP*, 1997, 109: 857
- [31] McNamara D H. *PASP*, 1999, 111: 489
- [32] Fernley J, Barnes T G, Skillen I *et al.* *A&A*, 1998, 330: 515
- [33] Bono G, Caputo F, Cassisi S *et al.* *ApJ*, 1997, 479: 279
- [34] [http://hepwww.physics.yale.edu/www\\_info/astro/quest.html](http://hepwww.physics.yale.edu/www_info/astro/quest.html)
- [35] Silbermann N A, Smith H A. *AJ*, 1995, 110: 704
- [36] Lee Sang-Gak. *JKAS*, 1996, 29: 157
- [37] Carretta E, Gratton R G. *A&AS*, 1997, 121: 95
- [38] Johnson H L. *Ann. Astrophys.*, 1955, 18: 292
- [39] Strömgen B. In: Strand K A ed. *Basic Astronomical Data*, Chicago: University of Chicago Press, 1963: 123
- [40] Crawford D L. In: Loden K, Loden L O, Sinnerstad U eds. *IAU Symposium No. 24, Spectral Classification and Multicolor Photometry*, New York: Academic, 1966: 170
- [41] Anthony-Twarog B J, Laird J B, Twarog B A. *BAAS*, 1988, 20: 695
- [42] Anthony-Twarog B J, Twarog B A, Laird J B *et al.* *AJ*, 1991, 101: 1902
- [43] Twarog B A, Anthony-Twarog B J. *AJ*, 1995, 109: 2828
- [44] Twarog B A, Anthony-Twarog B J. *AJ*, 1991, 101: 237
- [45] Baird S R, Deane J W. *BAAS*, 1992, 24: 1138
- [46] Baird S R, Deane J W. *BAAS*, 1994, 26: 1482
- [47] Jones D H P. *MNRAS*, 1971, 154: 79
- [48] Jones D H P. *ApJS*, 1973, 25: 487
- [49] Baird S R. *AJ*, 1996, 112: 2132
- [50] Olsen E H. *A&AS*, 1993, 102: 89
- [51] Rey S C, Lee Y W, Joo J M. *AJ*, 2000, 119: 1824
- [52] Anthony-Twarog B J, Twarog B A, Yu J. *AJ*, 2002, 124: 389
- [53] Anthony-Twarog B J, Twarog B A. *AJ*, 2004, 127: 1000
- [54] Simon N. *ApJ*, 1988, 328: 747
- [55] Kovacs G, Zsoldos E. *A&A*, 1995, 293: L57
- [56] Jurcsik J, Kovacs G. *A&A*, 1996, 312: 111
- [57] Kovacs G. *A&A*, 2005, 438: 227
- [58] Wu C, Qiu Y L, Deng J S *et al.* *A&A*, 2006, 453: 895
- [59] Pojmanski G. *Acta Astr.*, 2002, 52: 397
- [60] Pojmanski G. *Acta Astr.*, 2003, 53: 341
- [61] Sandage A. *AJ*, 2004, 128: 858
- [62] Bono G, Incerpi R, Marconi M. *ApJ*, 1996, 467: L97
- [63] Feuchtinger M U, Dorfi E A. *A&A*, 1997, 322: 817
- [64] Dorfi E A, Feuchtinger M U. *A&A*, 1999, 348: 815
- [65] Clementini G, Gratton R, Bragaglia A *et al.* *AJ*, 2003, 125: 1309
- [66] Clementini G, Ripepi V, Bragaglia A *et al.* *MNRAS*, 2005, 363: 734
- [67] Gratton R G, Bragaglia A, Clementini G *et al.* *A&A*, 2004, 421: 937

[68] Maio M, Baldacci L, Clementini G *et al.* MmSAI, 2004, 75: 130

## The Methods of Determining [Fe/H] for RR Lyrae Stars

WU Cao, HU Jing-yao, ZHAO Yong-heng

(National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012, China)

**Abstract:** The fact, that the absolute light of RR Lyrae star is affected by its metal abundance, requires us to determine its metal abundance when it is used as accurate indicator for distance. While in principle the most fundamental way to determine the abundance of RR Lyrae star is via high dispersion spectroscopy, in practice this method is limited to the brightest stars in the nearest distance to the Sun. This restriction has led over the years to the development of a large number of techniques that measure in various ways such as  $\Delta S$  method, Caby photometry and Fourier parameters of light curve.

This paper primarily reviewed the above three methods, i.e.  $\Delta S$ , Caby and Fourier parameters. The  $\Delta S$  method is using the  $\Delta S$  metallicity index, which is calculated from equivalent width of lines  $H\delta$ ,  $H\gamma$ ,  $H\beta$  and Ca II K in low resolution spectrum, to determine the abundance of RR Lyrae stars. The photometric method, Caby, employs the correlation between  $hk$  index and metal abundance to calculate metal abundance for RR Lyrae stars. Here  $hk$  index is defined as  $hk = (Ca - b) - (b - y)$ . The method of Fourier parameters is using the experiential relation between the parameters of light curve of RR Lyrae star and metal abundance to determine its metallicity. Although these three methods are all using the experiential relation between their spectral indices and metal abundance, they have different accuracy and condition for usage. The detailed discussion and comparison on these methods are also given in this paper to provide reference for the observer to make a choice based on their advantages and disadvantages.

**Key words:** astrophysics; RR Lyrae stars; review; Galaxy structure; abundances