

# 谱线分析法测定 $\zeta$ Aur 型系统的 红巨星星风物质损失

赵 定 烽

(中国科学院紫金山天文台 南京 210008)

(南京陆军指挥学院 南京 210045)

## 摘 要

用双星技术 (Binary-technique) 的谱线分析方法测定双星系统中的红巨星或红超巨星的星风物质损失率是目前最为精确的。扼要介绍了此类方法的一般原理以及在  $\zeta$  Aur/VV Cep 双星系统的物质损失测量中的应用。同时介绍了该方法的最新进展, 并展开与此有关的一些简要讨论。

关键词  $\zeta$  Aur 型系统 — 物质损失测定 — 谱线分析技术

分类号 P144

## 1 引 言

红巨星存在巨大的星风物质损失, 这在红巨星双星系统的  $\zeta$  Aur 型双星的星风观测得到了定量证实。这主要是通过 IUE 卫星的低色散光谱观测和对它们的谱线分析得出的, 是 IUE 卫星 1978 年 1 月 26 日升空至 1996 年 9 月 30 日的 18yr 飞行中最重要的成果之一。多年来的观测已经证实, 晚型恒星在演化后期存在气壳或星风是造成这类恒星产生观测到的特殊光变、谱变或特殊发射谱的主要原因, 并一直为人们所关注。引起晚型红巨星或红超巨星强大星风的产生机制至今尚不清楚, 这进一步促使人们深入研究这类星的星风特征和变化规律。详细而精确测定恒星或恒星系统的星风物质损失及变化规律对于寻找红巨星阶段的星风物质损失机制, 了解这类恒星在有严重物质损失情况下的演化规律具有重要意义。

在深入研究恒星的物质损失问题中,  $\zeta$  Aur 型双星的星风问题具有特别重要的意义。我们无法观测到单独一颗 M/K 光谱型的冷巨星或超巨星星周的 Mg II 或 Ca II 吸收, 其原因首先是这类单星只有非常弱的背景连续谱, 因此不能观测到它们的紫外谱; 但  $\zeta$  Aur 型双星因为有一颗热子星而能提供比较强的背景连续谱, 只有在这样的连续谱上所迭加的 Mg II 等的吸收 (或特殊带有吸收部分的发射线, 如有 P Cyg 型轮廓等) 线谱才易于观测到<sup>[1]</sup>; 其次,

在可见光波段, 显示红巨星有膨胀气壳或星风的 P Cyg 轮廓的谱线通常叠加在很强的共振吸收线上, 处理这样复杂的谱线是很困难的, 迄今为止未见有一种公认的标准处理这类复合谱线的方法, 而  $\zeta$  Aur 型双星的谱线轮廓计算已经发展成为比较公认的称之为双星技术 (binary-technique)<sup>[1,2]</sup> 的有效定量分析方法。另一个附带好处是像  $\zeta$  Aur<sup>[2~4]</sup> 这类双星系统的主星掩食时间相对很长, 可长时间进行食期间的观测, 而这种观测对于红巨星的星风和物质损失研究格外有利。所谓的双星技术虽说是针对  $\zeta$  Aur 型双星的 IUE(High-resolution IUE Spectra) 等一类紫外光谱观测而发展起来的分析技术, 原则上应该适用于某些混杂型星 (hybrid star, 如  $\alpha$  TrA,  $\mu$  UMa,  $\beta$  Ind 等既有冷型星风又有冕存在的恒星)<sup>[5,6]</sup> 及某些共生光谱型星的物质损失分析。这个工作已有 20 多年历史, 最早可追溯到汉堡天文台 Hempe<sup>[7,8]</sup> 和他的合作者 Che<sup>[9,11]</sup>、Reimers 等人<sup>[9~11,15]</sup>、Hagen 等人<sup>[11]</sup> 以及后来的 Baade 等人<sup>[12~15]</sup> 的工作, 并一直以该台为核心活跃展开工作。

过去曾用射电图像方法 (如 Hjellming 和 Newell<sup>[22]</sup>) 对  $\alpha$  Sco 的物质损失进行过分析, 但直接的光学方法除已提到的双星光谱方法以外, 也只有图像 (Image) 方法<sup>[4]</sup>, 如 Maunon 等人用 Fabry-Perot 干涉的 CCD 成像<sup>[23]</sup> 取得了  $\alpha$  Ori (KI,  $\lambda = 7699\text{\AA}$  和 CO,  $\lambda = 4600\text{\AA}$ ) 的 CS(circum-stellar) 结构图和  $\mu$  Cep (NaI 5890 $\text{\AA}$ ) 星像照片, 从而推测相应的物质损失率。显然图像方法只适合那些很亮的近距恒星, 要实际有效测定物质损失还得依赖于那些弱金属电离线的双星谱线测定技术<sup>[2]</sup>。

目前由于 IUE 卫星已停止了工作, Baade 及 Reimers 等人所在的汉堡小组已经开始利用 Hubble Space Telescope(HST) 数据进行了类似的工作<sup>[15~21]</sup>。其方法与早先采用的  $\zeta$  Aur 星风测量工作类似<sup>[8]</sup>, 故仍然有必要对  $\zeta$  Aur 型食双星的星风测量技术, 进行深入研究、发展和总结。

## 2 $\zeta$ Aur 型食双星系统

$\zeta$  Aur 或  $\zeta$  Aur/VV Cep 型食双星系统是由一颗有强大星风的红巨星或红超巨星和一颗小的主序热星构成。其冷型子星的光谱型多为 M 或 K 型, 少数为 G 型星, 而热子星一般为晚 B 或早 A 型, 其轨道倾角  $i$  值多为或近于  $90^\circ$ , 因此可以观测到食现象。冷型子星发出的星风可以形成壳层并包围整个双星系统, 热子星在星风中围绕其主星的轨道运行是造成可以观测到的较长的周期性光变和谱线变化的主要原因。从已经确认的大约 10 余颗  $\zeta$  Aur 型双星系统<sup>[24]</sup> 的印象可以知道, 这些星的物质损失率一般为  $10^{-6} \sim 10^{-8} M_\odot/\text{yr}$ , 星风的速率不太大, 一般为  $20 \sim 200 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ , 以上这些特征使人们很容易联想起共生星双星来<sup>[25]</sup>, 因为它们确实在很多方面十分相像, 所以有人主张把  $\zeta$  Aur 双星系统划归到共生星双星中来, 为了慎重起见, 本文仍按 Hempe 和 Baade 小组惯例称其为  $\zeta$  Aur 型或  $\zeta$  Aur/VV Cep 型系统。表 1 列举了几个重要的  $\zeta$  Aur 型系统的主要特征, 但这里只重点介绍其中人们最关心的几个。

典型星  $\zeta$  Aur, 中名柱二, 子星的编号分别为 HD32068(K 星) 及 HD32069(B 星), HR 星表编号<sup>[27]</sup> HR1612, 位置 (历元 2000 年):  $\alpha = 5^{\text{h}}2^{\text{m}}28.6^{\text{s}}$ ;  $\delta = +41^\circ4'33''$ ;  $V = 3.75\text{mag}$ ;  $B - V = 1.22$ ,  $U - V = 0.38$ ,  $R - I = 0.14$ ; spec(光谱分类)=K 4II+B8V;  $V_R$ (径向速度)=  $+12.9 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ ;  $v \sin i$ ( $v$  为自转速度)=  $19 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。文献 [27] 给出分光周期为 972.162d,

$M \sin^3 i = 7.54 M_{\odot}$ ,  $A \sin i$  ( $A$  为半长轴) =  $3.0 \times 10^8 \text{ km}$ . 对  $\zeta$  Aur 研究最早可追溯到百余年前的 Maury [27], 她证实该星有合成的光谱. 但直到 1978 年 IUE 卫星投入使用,  $\zeta$  Aur 研究才开始进入新的历史阶段 [2]. IUE 光谱探测到的大量发射线显示了有从 K 型超巨星外流的物质. 在 IUE 波长区, 与 B 型星的流量相比, K 型星的流量可以忽略, 所以系统的光谱主要来自 B 型星而无混合. IUE 谱也显示除 Balmer 谱线系以外的冕层 (星风) 发射线.

表 1 一些  $\zeta$  Aur 型双星系统的有关数据 [29]

编号	1	2	3	4	5	6	7	8
星名	$\zeta$ Aur	32 Cyg	31 Cyg	$\alpha$ Sco	HR2554	T Per	HR6902	22 Vul
周期 /d	976.16	1147.8	3783.3	Sb1733	195.0	1515.8	385.0	249.2
蓝星光谱型	B8	B8	B4	B2.5	A1 V	A4 V	A4 V	B9 V
红星光谱型	K4Ib	K5Iab	K4Ib	M1.5ab	GII	G7III	G9II	G4~5
热星温度 / $10^4 \text{ K}$	1.30	1.65	1.60	1.80	0.925			1.07
冷星温度 / $10^4 \text{ K}$	0.385	0.385	3.95	0.355	0.500	0.51	0.460	0.480
热星质量 / $M_{\odot}$	4.6	4.0	6.2		2.5			3.0
冷星质量 / $M_{\odot}$	8.36	8.8	9.27	$M_r/M_b = 1.8$	4.5			4.2
热星半径 / $R_{\odot}$	5.1	3.3	4.0	5.3	2.2			2.9
冷星半径 / $R_{\odot}$	130.0	178.0	135.0	575.0	38.1			57.0
半长轴 / $10^{13} \text{ cm}$	6.83	3.3	17.64	780.9				2.20
$\dot{M}/10^{-8} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$	0.63	2.8	1.0	$\approx 7$				1.1
星风速度 / $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$	40.0	40.0	80.0	17.0				160.0
随机速度 / $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$	30.0	25.0	20.0	8.0				40~60
轨道偏心率	0.406	0.301	0.222					$\approx 0.0$
轨道倾角 / $(^{\circ})$	90	$\approx 80$	90					90

VV Cep [27]: HR8383/HD208816, 位置 (历元 2000 年):  $\alpha = 21^{\text{h}}56^{\text{m}}54.9^{\text{s}}$ ;  $\delta = +36^{\circ}37'33''$ ,  $V = 4.91 \text{ mag}$ ;  $B - V = 1.77$ ,  $U - V = 0.39$ ,  $R - I = 0.39$ ; spec=M2Iaep+B8Ve;  $V_R = -9 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ ;  $v \sin i = 0$ , 极大星等与极小星等之差  $\Delta m = 1.7$ . 文献 [19] 指出 VV Cep 系统有三颗伴星分别为 B9, B8Ve 和 B6II, 变星, 有慢的振动, 其中周期 13.7yr 的振幅为 0.15%, 周期 349d 的振幅为 0.03%,  $\text{H}\alpha$  光变周期 118.37d, 红巨星可能的脉动周期 20yr, 蓝星可能是本振变星, VV Cep 也是磁星. 分光周期为 7430.5d,  $M \sin^3 i = 18.0 M_{\odot}$ , 且指出分光次星也可能是目视双星成员. 文献 [27] 给出的双星参数: 主星为变星, 次星 B6IIe, 周期 20.34yr, 半长轴  $a = 0.0034''$ , 绝对视星等  $-4.0 \text{ mag}$ ,  $B = -2.3 \text{ mag}$ , 同时红巨星有物质流向热星.

Antares 即  $\alpha$  Sco ( $\alpha$  Sco B) [27]: HR6134/HD148478, 中名大火, 也叫心宿二, 位置 (历元 2000 年):  $\alpha = 16^{\text{h}}29^{\text{m}}24.4^{\text{s}}$ ,  $\delta = -26^{\circ}25'55''$ ;  $V = 0.96 \text{ mag}$ ;  $B - V = 1.83$ ,  $U - V = 1.34$ ,  $R - I = 1.23$ ; spec=M1.5Ia-Ib+B4Ve;  $V_R = -3 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ ;  $v \sin i \leq 20 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ ;  $\Delta m = 4.2$ . 文献 [27] 记述它有 Fe II 紫外发射, 微波观测有  $\text{CO}_2$ ; 光度  $0.88 \sim 1.8V$  ( $V$  为目视星等); 光变周期 1733d;  $V_R$  周期 = 7.5yr; 双星参数: M1Ib 星 5.5mag, B 星 2.5mag, 周期 = 8.78yr,  $a = 2.90''$ , 质量分别为 15.5 和  $7.0 M_{\odot}$ , SKYLAB 的观测证明其为冷星 + 热次星, 余见文献 [12].

31 Cyg [27]: HR7735/HD192577, 位置 (历元 2000 年):  $\alpha = 20^{\text{h}}13^{\text{m}}37.8^{\text{s}}$ ;  $\delta = 46^{\circ}44'29''$ ;  $V = 3.79 \text{ mag}$ ;  $B - V = 1.28$ ,  $U - V = 0.42$ ,  $R - I = 0.76$ ; spec=K2II+B3V;  $V_R = -8 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ ;  $v \sin i \leq 25 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ ,  $\Delta m = 1.0$ . 文献 [27] 指出亮度变化为  $3.77 \sim 3.88V$ , 周期 3784.3d; 分光

分析结果:  $M \sin^3 i = 9.19 M_{\odot}$ ,  $A \sin i = 7.11 \times 10^8 \text{ km}$ . SKYLAB 的观测表明其为冷型主星和热次星, 其中 B 次星自转速度  $v \sin i = 80 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ ; C 次星自转速度  $v \sin i \leq 25 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ ,  $V = 6.99 \text{ mag}$ ,  $B - V = -0.14$ ,  $U - B = -0.58$ , 光谱型 B5V. 余见本文它处及文献 [9] 等.

32 Cyg<sup>[27]</sup>: HR7751/HD192909, 位置 (历元 2000 年):  $\alpha = 20^{\text{h}}15^{\text{m}}28.2^{\text{s}}$ ;  $\delta = 47^{\circ}42'52''$ ;  $V = 3.98 \text{ mag}$ ;  $B - V = 1.52$ ,  $U - V = 1.03$ ,  $R - I = 0.92$ ; spec=K3Ib+B3V;  $V_{\text{R}} = -14 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ ;  $v \sin i < 25 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ ,  $\Delta m = 5.5$ . 文献 [27] 进一步指出其亮度变化为 4.11~4.14V 和食变周期 1147.4d,  $M \sin^3 i = 9.15$ ,  $A \sin i = 2.56 \times 10^8 \text{ km}$ , 另怀疑有一个 390d 的分光周期, SKYLAB 的观测指出为一个冷星和热子星, 余见本文它处及文献 [9,13] 等.

22 Vul<sup>[27]</sup>: HR7741/HD192518; 位置 (历元 2000 年):  $\alpha = 20^{\text{h}}15^{\text{m}}30.1^{\text{s}}$ ;  $\delta = 23^{\circ}30'31''$ ;  $V = 5.15 \text{ mag}$ ;  $B - V = 1.04$ ,  $U - V = 0.71$ ,  $R - I = 0.48$ ; spec=G3Ib-II;  $V_{\text{R}} = -23 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ ;  $v \sin i = 17 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ . 文献 [27] 进一步指出: 周期 251.0d,  $A \sin i = 0.924 \times 10^8 \text{ km}$ , 余见本文它处及文献 [11,28] 等. 它是除太阳外能直接观测到且远比太阳星风损失大的 G 型星.

### 3 $\zeta$ Aur 型双星谱线形成计算理论和光谱分析技术测定物质损失

#### 3.1 $\zeta$ Aur 型双星谱线形成计算的原理

我们已经知道,  $\zeta$  Aur 型双星存在星风或膨胀气壳, 必须采用运动大气理论来求解其谱线形成, 因此远较处理一般恒星大气情形困难而复杂. 以汉堡天文台为首的小组创立了一种光谱测定的双星技术, 所需的谱线形成计算采用推广 Sobolev 的逃逸几率方法<sup>[7,29,30]</sup>. 1982 年 Hempe<sup>[7]</sup> 首先假定红巨星中心与热子星中心间距相对红巨星的星风范围可以忽略, 因此在计算吸收系数和跃迁速率时, 近似等价于星风是从热子星发出的, 这相当于两子星重合于星风中心情况下去计算体元接受来自 B 型星散射光时的逃逸几率  $\beta_{ij}$  ( $i$  和  $j$  分别是谱线的跃迁能级), 同时引入轨道效应对位相和谱线形状的影响, 这主要体现在热星作为星风介质内的光源 (“核”) 在特定轨道位置下对体元散射产生的逃逸几率  $\beta_c$ , 知道了  $\beta_{ij}$  和  $\beta_c$  后便可给出源函数, 在能级  $i$  和  $j$  之间跃迁的源函数  $S_{ij}$  被定义为:

$$S_{ij} = \frac{(1 - \epsilon)\beta_c I_c + \epsilon\beta_{ij}}{(1 - \epsilon)\beta_{ij} + \epsilon} \quad (1)$$

系数  $\epsilon$  是源函数中热吸收贡献所占的比值:

$$\epsilon = \frac{n_e \Omega_{ij}}{A_{ij}} \left[ 1 - \exp\left(\frac{-h\nu_{ij}}{kT}\right) \right], \quad (2)$$

对纯散射情形,  $\epsilon = 0$ , 这里  $n_e$  是电子数密度,  $\Omega_{ij}$  是碰撞跃迁系数,  $A_{ij}$  是爱因斯坦系数, 且  $i < j$ . 知道了  $S_{ij}$ , 就可进一步求出出射强度  $I^+(p'', q'', \nu)$  和流量  $F_{\nu}$ . (1) 式中  $\beta_{ij}$  和  $\beta_c$  分别是任意场点  $x$  的逃逸几率积分和 “核” (热子星) 在体元  $x$  形成的立体角  $\Omega_c$  所对应的核逃逸几率积分:

$$\beta_{ij} = \frac{1}{4\pi} \int_{4\pi} d\Omega (1 - e^{-\tau_{ij}}) / \tau_{ij}, \quad \beta_c = \frac{1}{4\pi} \int_{\Omega_c} d\Omega (1 - e^{-\tau_{ij}}) / \tau_{ij}. \quad (3)$$

这里  $\mu' = \cos \theta'$ ,  $r$  为体元  $x$  到坐标原点的距离,  $z, p, q$  分别是柱坐标系上的独立参量, 这里

$$z = r \cos \theta, \quad p = r \sin \theta \cos \phi, \quad q = r \sin \theta \sin \phi, \quad \phi = \tan^{-1}(q/p). \quad (4)$$

按照惯例, 不带撇的坐标参量是以热子星中心为原点的坐标系所确定的, 带单撇的是以红巨星中心为原点的坐标系所确定的, 带双撇的是观测者坐标系所确定的 (但坐标原点仍在热子星中心处). (3) 式中的光学深度为

$$\tau_{ij} = \tau_0 \frac{r'}{V(r')} \left[ 1 + \mu'^2 \left( \frac{d \ln V(r')}{d \ln r'} - 1 \right) \right]^{1/2}, \quad \tau_0 = \frac{\pi e^2}{mc} f_{ij} \lambda_{ij} \left( n_i - n_j \frac{g_i}{g_j} \right), \quad (5)$$

公式 (5) 中的  $\lambda_{ij}$  为谱线波长,  $f_{ij}$  是振子强度,  $n_i$  和  $n_j$  分别是第  $i$  和第  $j$  能级的粒子数密度,  $g_i$  和  $g_j$  是相应的统计权重, 这里除  $n_i$  和  $n_j$  外都是已知的,  $e$  是电子电量,  $m$  是电子质量,  $c$  为光速,  $V(r')$  为星风速度, 它是  $r'$  的函数.  $\beta_c$  的积分域  $\Omega_c$  局限于辐射场点至热子星光球“核”所确定的一个很小的立体角范围内, 其中立体角  $\Omega_c$  由  $\theta_c$  所确定, 其定义与一般立体角定义相同,

$$\theta_c = \cos^{-1}(R_b/r), \quad (6)$$

$R_b$  是热子星半径, 公式 (3) 和 (6) 把谱线形状、物质损失和位相之间关系紧密联系起来, 且

$$I^+(p'', q'', \nu) = I_0 \exp[-\tau(p'', q'', \nu)] + \int_0^{\tau_{\max}} S_{ij}(z'', p'', q'') \exp[-\tau_{\max}(z'', p'', q'')] d\tau, \quad (7)$$

这里

$$I_0 = \begin{cases} I_{\text{核}}, & p'' + q'' \leq 1, \\ 0, & p'' + q'' > 1, \end{cases} \quad (8)$$

为已知, 流量

$$F_\nu = \frac{1}{2\pi R} \int_0^\pi \int_0^R I[p''(\bar{P}, \varphi), q''(\bar{P}, \varphi)] \bar{P} d\bar{P} d\varphi, \quad (9)$$

其中

$$\bar{P} = \sqrt{(p'')^2 + (q'')^2} = R \sin \theta, \quad \tan \varphi = q''/p''. \quad (10)$$

$R$  是从原点量起到星风表面层的数值.

### 3.2 谱线计算和星风物质损失率的具体考虑

#### 3.2.1 星风速度和密度分布

在运动大气情形, 因流体静力学方程失效, 不能建立通常意义的恒星大气模型, 必须预先对大气模型的结构进行假设. 在 Hempe<sup>[7]</sup> 和 Baade<sup>[12~15]</sup> 的工作中都设想子星间距很小, 故可不考虑  $\beta_{ij}$  的周期性变化影响, 而仅考虑  $\beta_c$  对谱线轮廓的周期影响. 此外他们假定星风温度可用近似相当于红巨星有效温度的电子温度  $T_e$  描述, 并假设该温度是一个常数. 由于我们对于星风温度场的了解甚少, 所以用  $T_e$  描述迄今为止还是有效的. 另外运动大气中一般采用如下的星风速度和密度分布<sup>[7~15]</sup>:

$$V(r') = V_\infty \left( 1 - \frac{R_{\text{sg}}}{r'(r, \mu, \varphi)} \right)^\alpha, \quad \rho(r') = \frac{M}{4\pi V_\infty r'^2(r, \mu, \varphi)} \left( 1 - \frac{R_{\text{sg}}}{r'(r, \mu, \varphi)} \right)^{-\alpha}, \quad (11)$$

这里  $R_{\text{sg}}$  是红巨星光球半径,  $V_{\infty}$  是星风极限速度,  $M$  是星风物质损失率。物质密度分布函数  $\rho$  为  $r'(r, \mu, \phi)$  的函数。如果子星间距很小, 则  $r'$  近似等于  $r$ , 且与  $\mu$ ,  $\phi$  无关。在 Hempe 和 Baade 的工作中, 大多采用这样的近似处理。幂指数  $\alpha$  为可调参量, 一般取  $0^{[8]}$ ,  $0.5^{[7\sim 9, 14, 29, 32, 34]}$ 、 $1^{[8]}$ 、 $1.5^{[14, 15, 28]}$ 、 $2.5 \pm 0.5^{[33]}$ 、 $3.5^{[14, 15]}$  等值。总的说来谱线轮廓是幂指数  $\alpha$  的不敏感缓变函数。最近 Baade 等人<sup>[15]</sup> 采用如下双壳层结构的速度分布:

$$V(r) = \begin{cases} V_{\infty} \left(1 - \frac{R_{\text{sg}}}{r}\right)^{\beta_1}, & \frac{r}{R_{\text{sg}}} \leq 5, \\ (V_{\infty} - v_0) \left(1 - \frac{R_{\text{sg}}}{r - 4R_{\text{sg}}}\right)^{\beta_2} + v_0, & \frac{r}{R_{\text{sg}}} > 5, \end{cases} \quad (12)$$

这里  $\beta_1 = 3.5$ ,  $\beta_2 = 1.5$ , 取  $v_0$  为  $r = 5R_{\text{sg}}$  时的星风速度值, 这个速度和密度分布可用于  $\zeta$  Aur 的 HST 紫外光谱分析, 而且仍然忽略红巨星和热子星之间的距离影响。

### 3.2.2 附加谱线展宽

Hempe 最先引进随机速度的概念, 假定湍流、热运动、子星的轨道运动和其他原因造成的非径向速度分布引起的附加展宽因数在总体上等价于一个附加的随机速度  $V_{\text{sto}}^{[7]}$ :

$$V_{\text{sto}} = \sqrt{V_{\text{turb}}^2 + V_{\text{th}}^2 + \dots} \approx \sqrt{V_{\text{turb}}^2 + V_{\text{th}}^2}, \quad (13)$$

这里  $V_{\text{turb}}$  是湍流的扰动速度,  $V_{\text{th}}$  是热速度。此外, 人们迄今为止尚未很好考虑如何处理同步自转效应和轨道速度的影响, 也尚未建立一个有效的三维谱线计算模型。对于主星是红巨星的  $\zeta$  Aur 型体系而言, 同步自转和轨道速度效应一般可以忽略。从表 1 可以看出,  $\zeta$  Aur 型体系的轨道周期为数百天到数千天, 轨道速度约在  $10\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$  左右的量级上, 其自转速度也是小的, 影响确实不太大, 但如果把双星技术用于密近双星和相互作用双星的话, 就需要作相应的修正。

### 3.2.3 金属线和 He 线的计算

很多情况下, 金属线和 He 线的计算采用两个能级的原子模型, 并视其为纯散射<sup>[7, 9, 14]</sup>, 由于星风密度很低, 金属线和 He 的丰度很低, 原子间相互碰撞可忽略, 所以能作为纯散射处理。这时  $\epsilon = 0$ , 源函数简化为:

$$S_{ij} = I_c \beta_c / \beta_{ij} \quad (14)$$

相应的线吸收系数可采用下列近似关系:

$$K_{ij} = \frac{\pi e^2}{mc} f_{ij} \frac{g_j}{\sum g_i} n_A \quad (15)$$

以及  $\tau_0$  可简化为:

$$\tau_0 = \frac{\pi e^2}{mc} f_{ij} \lambda_{ij} \frac{g_j}{\sum g_i} n_A, \quad (16)$$

其中  $n_A$  是被考察元素的原子数密度, 在上述简化下, 用推广 Sobolev 的方法计算谱线很方便。此外 Baade 等人也曾使用多能级的金属谱线的模型<sup>[13, 14]</sup>。

### 3.2.4 利用 P Cyg 型谱线轮廓和其他发射谱线轮廓测定红超巨星的物质损失

从前面讨论可知, 粒子数密度  $n_i$  和  $\dot{M}$ 、 $S_{ij}$ 、 $\beta_c$ 、 $\beta_{ij}$ 、 $\tau_{ij}$  等的计算都与粒子有关, 而  $n_i$  与密度分布  $\rho(r')$  和星风速度分布  $V(r')$  有关, 因而与星风物质损失率  $\dot{M}$  有关, 所以理

论谱形能够反映  $\dot{M}$  的大小变化。如果计算正确, 所得的谱形与观测一致, 则所用的  $\dot{M}$  值就代表了考察星的物质损失率, 于是  $\dot{M}$  被确定; 反之调整  $\dot{M}$ 、 $V_\infty$  和其他相关量直到理论谱形与观察相符为止。

由于 P Cyg 型谱线轮廓是大气层存在膨胀运动的确凿证据, 它的形成对环境变化很敏感, 这在观测上意味着只有很少能够满足一定条件的谱线才是 P Cyg 型的; 在计算上, 也应是只在很小可调物理参量范围内, 理论轮廓才是 P Cyg 型的。因此用 P Cyg 型轮廓测定星风物质损失的结果比较可靠和精确。原则上尽管可以利用其它形状的发射线轮廓或吸收线轮廓的谱线形成计算来测定星风物质损失率, 但公认 P Cyg 型谱线轮廓的结果为最好。

#### 4 目前的改进趋势和展望

前面我们简要地介绍了  $\zeta$  Aur 型双星系统的星风物质损失光谱测定的基本方法和原理, 这种建立在严格物理模型并以数值计算为基础的方法是专门利用 IUE 卫星数据观测得到的星风物质损失率而发展起来的, 且为目前最精确的。如今 IUE 使命已经结束, 取代它的是威力更大性能更好的 HST<sup>[15]</sup>, 因此这种方法亟待改进发展。另一方面, 像共生星双星、 $\zeta$  Aur 型双星的星风速度大多并不很大, 严格说来 Sobolev 方法比较适宜于星风速度和梯度大的体系, 所以更精确的分析考虑应在随动坐标 (Co-move Frame) 上进行, 并采用更精确的 Feautrier 分析方法<sup>[31,34]</sup>。此外 Non-LTE 的原子跃迁速率方程的求解问题始终需要不断改进。另一方面  $\zeta$  Aur 型双星的一个重要判据是必须能观测到食, 这要求轨道倾角 (轨道平面的法线与视线的夹角) 近似为  $90^\circ$ , 但 HR 星表上有些红巨星 + 热子星系统的轨道倾角与  $90^\circ$  相距甚远, 由于这些系统的谱线轮廓有肯定的周期性位相变化, 但一般观测不到食, 这需要将目前的方法加以推广。

这里所提到的可能和需要的改进中每一项都是很有意义的, 但不是轻易能够完成的, 也不能指望很快得到突破。由于 HST 比 IUE 有更好的谱线分辨能力, 所以人们首先考虑的是改进较为复杂的星风结构。比较典型的改进是:

(1) 星风冲击模型: 这是一种二维的冲击模型 (ballistic model)<sup>[37]</sup>, 仍旧采用形如式 (11) 的红巨星的惯常星风结构, 同时考虑了热子星的引力影响和轨道运动, 对这种引力影响的典型处理方法是将红巨星星风划分为三个区域分别计算处理并加以吻合连接, 这三个区域是: (a) 近区, B 型热星引力对 K 星星风影响小, 同时星风速度也小的区域; (b) 中区, B 型热星引力对星风影响随时间变化, 且星风速度与轨道速度接近; (c) 远区, 远离 K 星和 B 星, 星风随时间的变化小且受 B 星引力影响小 (见图 1)。

(2) 多层星风结构如前面提到过的两层  $V(r)$  星风结构外, 还考虑三层的  $V_{sto}(r)$ <sup>[15]</sup>

$$V_{sto}(r) = \begin{cases} 20 \sim 15 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}, & 1 < r/R_{sg} \leq 2 \\ 15 \sim 8 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}, & 2 < r/R_{sg} \leq 25 \\ 8 \text{ km} \cdot \text{s}, & r/R_{sg} \geq 25 \end{cases} \quad (17)$$

这种多层模型据信可以更为细致地模拟  $\zeta$  Aur 型红巨星的 HST 光谱, 并改善理论谱线与观测轮廓的拟合程度, 相应的  $\zeta$  Aur 星风物质损失是  $5 \times 10^{-9} M_\odot \cdot \text{yr}^{-1}$ , 而 Baade 的较早结果<sup>[38]</sup> 是  $4 \times 10^{-9} M_\odot \cdot \text{yr}^{-1}$ 。

这些改进正如各位作者声称的结果多有较大程度改善, 但按其意义尚未有像当初 Hempe 的奠基性工作<sup>[7]</sup> 那样的出现了重大突破, 加上篇幅问题此处不便详尽讨论, 有兴趣的读者可参阅有关文献 [15~25, 35~40] .

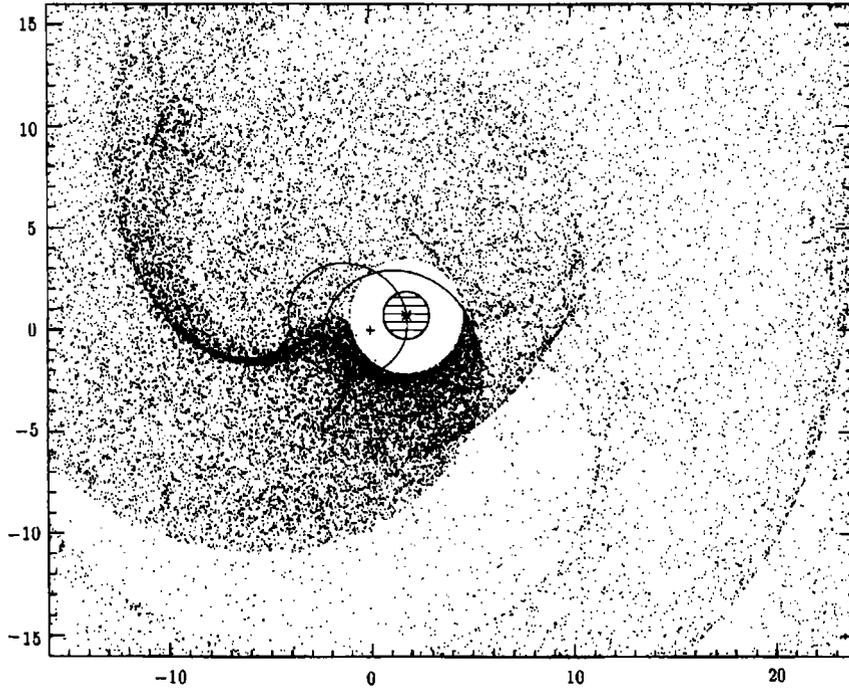


图 1 冲击模型下的星风密度分布示意图<sup>[37]</sup>

对应于双星系统的 0.133 位相。图中坐标一小格相当于  $10^{13}$  cm

### 参 考 文 献

- 1 Hunsch M, Reimers D. *Astron. Astrophys.*, 1993, 276: 161
- 2 Reimers D. In: Appenzeller I, Jordan C eds. *Circumstellar Matter*, IAU Symp. 122, Dordrecht: Reidel, 1987: 307
- 3 Reimers D, Che-Bohnstengel A. *Astron. Astrophys.*, 1986, 166: 252
- 4 Reimers D. In: Schroter E H, Schussler M eds. *Solar and Stellar Physics. Lecture Notes in Physics*, Heidelberg: Springer, 1987, 139
- 5 Haisch B M, Schmitt J H M M, Rosso C. *Ap. J. Lett.*, 1991, 388: 61
- 6 Reimers D. *Astron. Astrophys.*, 1982, 107: 292
- 7 Hempe K. *Astron. Astrophys.*, 1982, 115: 133
- 8 Hempe K. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1983, 53: 339
- 9 Che A, Hempe K, Reimers D. *Astron. Astrophys.*, 1983, 126: 225
- 10 Reimers D, Che-Bohnstengel A. *Astron. Astrophys.*, 1986, 166: 252
- 11 Reimers D, Schroder A-P. *Astron. Astrophys.*, 1983, 124: 241
- 12 Hagen H-J, Hempe K, Reimers D. *Astron. Astrophys.*, 1987, 184: 256
- 13 Baade R. *Astron. Astrophys.*, 1990, 233: 486
- 14 Kirsch T, Baade R. *Astron. Astrophys.*, 1994, 291: 53 5

- 15 Baade R, Kirsch T, Reimers D. *Ap. J.*, 1996, 466: 979
- 16 Harper G M. In: Uchida Y, Kosugi T, Hudson H S eds. *Magnetodynamic Phenomena in the Solar Atmosphere, Prototypes of Stellar Magnetic Activity*. IAU colloq. 153, Tokyo, 1995, Dordrecht: kluwer, 1996: 131
- 17 Baade R, Kirsch T, Tossaint F. *Astron. Soc. Pac. Conf. Ser.*, 1996, 109: 513
- 18 Kirsch T, Baade R, Tossaint F. *Astron. Soc. Pac. Conf. Ser.*, 1996, 109: 515
- 19 Brown A, Linsky J L, Bernctt P D et al. *Bull. Am. Astron. Soc.*, 1993, 25(4): 132
- 20 Eaton J A. *Astron. Soc. Pac. Conf. Ser.*, 1996, 109: 503
- 21 Harper G M. *Bull. Am. Astro. Soc.*, 1998, 30(2): 918
- 22 Hjellming R M, Newell R T. *Ap. J.*, 1984, 275: 704
- 23 Mauron N, Fort B, Querci F et al. *Astron. Astrophys.*, 1984, 130: 341
- 24 Griffin R E M, Griffin R F, Schroder K-P et al. *Astron. Astrophys.*, 1990, 234: 284
- 25 Leedj arv L. In: Mikolajewska ed. *Physical Processes in Symbiotic Binaries and Related Systems, International conference: Koninki, Poland, 1996, Warsaw: Copennicus Foundation for Polish Astronomy, 1997: 184*
- 26 Hoppleit D, Jaschek C. *The Bright Star Catalogue, Connecticut, U.S.A.: Yale Uni. Obs., New Haven, 1982, 68~440*
- 27 Maury A C. *Harvard Annals*, 1897, 28: 99
- 28 Schroder K-P, Reimers D. *Astron. Astrophys.*, 1989, 208: 223
- 29 赵定烽. *天体物理学报*, 1996, 16: 298
- 30 Rybicki G R, Hummer D G. *Ap. J.*, 1978, 208: 220
- 31 黄润乾. *恒星物理*. 北京: 科学出版社, 1998. 637~656
- 32 Che-Bohnenstengel A. *Astron. Astrophys.*, 1984, 138: 333
- 33 Schroder K-P. *Astron. Astrophys.*, 1987, 208: 223
- 34 黄润乾. *恒星大气理论*. 昆明: 云南人民出版社, 1982, 302~334
- 35 Baade R. In: Wamsteker W, Gonzalez Riestra R, Harris R A eds. *Ultraviolet Astrophysics beyond the IUE Final Archive: Proceedings of Conference, Sevilla, Spain, 1997, Noordwijk, the Netherlands: ESA publications Division, 1998, (ESASP; 413):325*
- 36 Kirsch T, Baade R. In: Schielicke R E ed. *Abstracts, Abstracts of Contributed Talks and Posters presented at the Annual Scientific Meeting of the Astronomische Gesellschaft at Heideberg, 1998, Astron. Ges., Abstr. Ser.*, 14: 15
- 37 Harper G M. 引自与 Baade R 的私人通信, 其第 1 页上注有“Harper, Bull AAS,1994”字样, 但查 *Bull. Am. Astro. Soc.* 以 Harper 为第一作者的仅在 1994, Vol.26, No.4, 1463, 有摘要 G.M. Harper, P. B. Bennett, A. Brown, *The Detection of Repeating Structure in the Envelope of  $\zeta$  Aurigae*, 无图及其它文字, 不能证实它就是 Baade 称的“Harper, Bull AAS, 1994”文(本文作者注)
- 38 Baade R. In: Jeffery C S, Griffin R E M eds. *Stellar Chromospheres, Coronae and Winds, Workshop, Cambridge (UK), 1992, Cambridge: Institute of Astronomy, 1992: 49*
- 39 Carpenter K G, Robinson R D, Harper G M et al. *Bull. Am. Astron. Ser.*, 1998, 30(4): 1317
- 40 Ayres T R, Brown A, Drake S A et al. *Bull. Am. Astron. Ser.*, 1999, 31(5): 1449

## The Line Analysis Technique Apply to Determinations of Wind Mass-loss-rates of $\zeta$ Aur Type Systems

Zhao Dingfeng

(Purple Mountain Observatory, Chinese Academy of Sciences, Nanjing, 210008)

(Nanjing Army Command College, Nanjing 210045)

### Abstract

The binary-technique is the line profile analysis method which is the most accurate one being applied in a  $\zeta$  Aur/VV Cep binary system to detect the mass-loss-rates of the stellar wind of the red-giant or of the red-super-giants. The principle and the recent development of the binary-technique are briefly explained in this paper. Furthermore some other things we considered are discussed.

**Key words**  $\zeta$  Aur-type systems—wind mass-loss-rates determinations—line profile analysis technique