

# 天文学红外偏振光度测量

张云

(中国科学院云南天文台)

## 提 要

本文综述性地讨论了天文学偏振光度计的不同设计原理及主要性能;其中对世界目前几种典型的红外偏振仪器给予图示说明。这对挑选某一种设计做相应的工作是有帮助的。最后,提出了在近红外开展这项工作的初步计划。

## 一、前 言

红外天文学在最近一个时期越来越活跃了,因为它蕴藏着天体起源和演化的大量的重要信息;它适宜于研究温度较低的天体的热辐射和热等离子体辐射,对恒星的早期和晚期演化有重要的作用。由于红外辐射尘埃物质具有高的穿透能力,所以它对研究银河系结构乃至河外星系的研究都有重要的意义。随着红外天文学和高灵敏度探测器及仪器设备的发展,红外偏振测量也日益兴旺起来。

最初的偏振测量是在可见光波段开始的。1929年和1948年天文学家Lyot先后对太阳系内天体做了偏振测量。1949年Hiltner和Hall做了星际偏振测量,这些工作被人们誉为偏振光度测量的开拓性工作<sup>[1]</sup>。

在1967年,Forbes首次报道了红外波段的恒星偏振测量<sup>[2]</sup>,他对最早发现的著名的红外源NML Cyg做了近红外偏振测量。相继有不少著名的红外天文学家专心致力于红外偏振测量仪器的设计及观测。

地面红外偏振工作目前大多是在1—13 $\mu\text{m}$ 内开展的。对天体做红外偏振测量,是研究温度较低的天体的重要工具,能用以证明天体的拱星尘埃壳层的存在;偏振反映出光穿过的媒质的物理性质、粒子尺度、粒子成分及粒子取向;已经做过的恒星(包括早、晚型星,巨星等)、特殊天体、银河系中心及星际物质域的红外偏振测量,使我们获得大量的天体偏振的信息,看到了一些天体的各自不同的偏振特征、磁场强度,为分析解释其辐射机制及辐射方式,提供了重要的物理根据。

恒星的红外偏振观测,对用恒星的红外色余来说明拱星尘埃壳层的存在是一个更有力的佐证。Dyck等人(1971)在1—4 $\mu\text{m}$ 做了64颗星的偏振测量,这些星大多数是晚型星。结果表明,在近红外,大的偏振往往是与冷星的外拱星壳层特征相联系的<sup>[2]</sup>。后来他们又对

1984年2月24日收到。

1984年7月31日收到修改稿。

1986年5月26日收到第二次修改稿。

约 60 颗晚型星在  $3.5\text{--}11\mu\text{m}$  做了多色测量, 结合可见光的偏振数据, 得到恒星本身偏振和  $11\mu\text{m}$  波段红外色余间的一个线性关系<sup>[3]</sup>。Jennings 等人(1971—1972)对 32 颗晚型巨星和超巨星同时作偏振和红外色余测量, 结果表明, 在  $3.4\text{--}11.5\mu\text{m}$  如果出现偏振和红外色余时, 就没有 Ca II 的 H 和 K 发射线<sup>[4], [5]</sup>, 他们对此做了解释。

Forbes 等人(1971)曾经对偏振方面特殊的 VY CMa 做了测量, 并且对此设想了一个模型: 在这个拱星壳层中含有两种分立的粒子尺度, 一种是  $1\mu\text{m}$  直径, 另一种是  $0.1\mu\text{m}$  量级。在假设光学薄的条件下, 证明了在含有球形粒子(镁铁)氧化硅的非对称拱星壳层里, 可以再现出在 VY CMa 里所观测到的全部偏振测量特征<sup>[3]</sup>。

Dyck 等人(1974)对猎户座星云中的 BN 源和 KL 星云做了近、中红外偏振测量, 认为 KL 星云由几个密集的红外源组成, 每个都可能是一个 BN 源; 对该源连续区观测, 已看到两个突出的吸收特征: 中心约在  $3.1\mu\text{m}$  的是由冰物质引起的;  $9.8\mu\text{m}$  的吸收被认为是某种硅酸盐矿物质<sup>[6]</sup>。人们对一些蒭蕈变星最大光度时偏振减弱的观测作出如下解释: 光度极大时, 高温导致恒星磁场方向的混乱, 减弱了粒子列向的规律性。关于媒介物质的物化性质、尺度及取向的研究, 目前做这方面工作的人更多了。

Oishi 等人(1976)在  $2.2\mu\text{m}$  测到 CRL 2591 的  $9.0 \pm 0.8\%$  的强偏振; 利用同样的观测步骤, 又对 BN 天体在  $116^\circ \pm 1^\circ$  偏振角测量到  $14.8 \pm 0.9\%$  的强偏振。对两者共性的研究, 要求在  $10\mu\text{m}$  对前者再做偏振测量, 以便与 BN 源已测得的结果比较<sup>[7]</sup>。1977 年至 1978 年, 他们先后对其他的 CRL 天体和银河中心做过红外偏振观测<sup>[8], [9]</sup>。还有 Kemp 等人对蝎虎 BL 天体和 3C 273 等天体的比较测量<sup>[10]</sup>; 以及 Breger 对 NGC 2264 等天体做偏振测量时发现类 Be 星的三个天体的情况及解释<sup>[11]</sup>; 对著名的天鹅座 NML 和金牛座 NML 的偏振测量发现, 前者在 H. K. L. 有偏振, 后者在 J. H. K. 波段则无偏振。诸如此类, 说明工作大有可为。

近些年来, 一些天文学家把观测目标转向了银河系中心。他们把银心的射电和红外源视为研究银河系、星际物质和银核的特别有趣的领域。Capps 在  $3\text{--}13\mu\text{m}$  波段对银河系中心直径  $0'.5$  的 Sgr A( $\omega$ ) 区域内的源的集合体做了线偏振测量, 证实它是与银河系动力学中心重合的, 这个动力学中心在  $2\text{--}25\mu\text{m}$  是强辐射源; 且由计算求出银河系中心最小磁场为  $5 \times 10^{-4}$  高斯量级<sup>[12]</sup>。近几年人们对这个领域更加重视, 并认为更广泛的研究将能够得到银河系内部结构方面更深入的知识。

## 二、偏振的测量原理和方法

要想全面正确地了解光和物质相互作用的某些特征, 就要取得辐射强度、光谱成分和偏振状态等一系列资料。天体辐射的特征同样是由方向、强度、偏振状态这三方面来描述的。在红外波段具有与可见光波段相同的辐射规律, 即光学波段的全部光学特性, 红外波段都具备。马吕斯定律给出的测量思想对红外波段也适用。

天体辐射的偏振极大多数是部分线偏振光和椭圆偏振光。部分线偏振光意味着线偏振光成分  $I_p$  与非偏振光成分  $I_0$  的合成总强度:

$$I_{\text{总}} = I_0 + I_P, \quad (1)$$

其偏振度为

$$P = \frac{I_P}{I_{\text{总}}} = \frac{i_P}{I_0 + I_P}. \quad (2)$$

天体辐射的偏振测量,实际上就是在几个方向角上测量其通过偏振器的线偏振光的强度,或者说是测定混杂在自然光或圆偏振光中的线偏振光的百分比。为此偏振度  $P$  也可定义为

$$P \equiv \frac{I_{\text{极大}} - I_{\text{极小}}}{I_{\text{极大}} + I_{\text{极小}}}, \quad (3)$$

即把光束分解为两个振动平面互相垂直的线偏振分量,在极大振动方位角  $\varphi$  (偏振角) 时其强度  $I_{\text{极大}}$  和最小振动方位角的强度  $I_{\text{极小}}$  的差与和之比。

部分偏振光的测量,至少要在三个方向上测量线偏振强度,即可把偏振片放置于三个互成  $60^\circ$  角的方位上进行测量。实际上,一般恒星的偏振是很小的,为了提高测量精度,多采用四个方位和多方位测量。

四个方位测量 用旋转偏振片或渥拉斯顿棱镜,分别在角度为  $0^\circ, 90^\circ, 45^\circ, 135^\circ$  四个方位测量其透射强度。这样就得到每对测量的  $P$  值,然后求其总偏振度

$$P = \sqrt{P_{(0^\circ \perp)}^2 + P_{(45^\circ \perp)}^2} \quad (4)$$

和偏振角

$$\text{tg} 2\varphi_0 = \frac{P_{(45^\circ \perp)}}{P_{(0^\circ \perp)}}. \quad (5)$$

多方位测量 设在  $m \frac{2\pi}{n}$  ( $n=0, 1, 2, \dots, n-1$ ) 个方位进行类似  $P = (I_\varphi - I_{(\varphi+90^\circ)}) / (I_\varphi + I_{(\varphi+90^\circ)})$  的测量,得到一系列或多个  $p_{(\varphi_i)}$  值,用最小二乘法解方程组,得到总的偏振度  $P = \sqrt{p_x^2 + p_y^2}$  和角度  $\text{tg} 2\varphi_0 = \frac{p_x}{p_y}$ 。

部分线偏振光的完全描述,仅需三个参量  $I, P$  和  $\varphi$ 。而要完全地描述圆偏振光或椭圆偏振光,必须有四个参量。斯托克斯参量  $I, Q, U, V$  对任何偏振光都是完全和唯一的描述 (Low 和 Rieke)<sup>[13]</sup>。观测的实现是利用  $1/4$  波长片使入射的线偏振光变为圆偏振光。通过对天体做斯托克斯测量来确定天体的偏振状态。

多方位测量和斯托克斯参量测定方法的选择,是要根据仪器的技术水平来决定的,也有把两种方法揉在一起测量的,因为方法本身是活的,需要由技术来实现。现代技术要求做大量的天体的快速测量,既可节省时间又可获得更高的测量精度。

前面提到红外辐射偏振遵循可见光的规律,所以在测量原理和方法上与上面介绍的一致,所不同的是偏振器件及技术上对克服红外噪声的特殊要求,这一点将在仪器设计部分谈到。因此,下面给出的用斯托克斯参量对各种光的描述也是普遍适用的。

对非偏振光(自然光):

$$Q=U=V=0, \quad I=I,$$

线偏振光:  $V=0, I=(Q^2+U^2)^{1/2}$ ;

部分线偏振光:  $V=0, Q \neq 0, U \neq 0$ ,

$$P=(Q^2+U^2)^{1/2}/I, \operatorname{tg}2\psi=U/Q;$$

完全圆偏振光:  $Q=U=0, V \neq 0$ 。  $V>0$  是左旋圆偏振,  $V<0$  是右旋圆偏振。

目前, 天文学家可利用先进的电子计算机实时地得到某天体的斯托克斯参量值\*。

### 三、红外偏振光度计的设计及特点

偏振光度计的设计, 原则上完全可以用各种可见光和红外光度计加上偏振器件, 考虑到具体条件和用途的各种限制, 而设计成不同的仪器。

红外偏振测量仪器与可见光偏振光度计的性能有着重要的差别, 这种差别就在于红外测光为消除背景噪声所应用的调制斩波技术。这种技术已经成熟, 现在已在光度计的设计中得到了应用。另外的区别是对偏振器件的要求和选择的不同。这里先介绍一些偏振器件。

HR 偏振薄片, 多用于物理实验, 也用于可见光和近红外天文测量。有塑料迭层 HR 片和玻璃材料 HR 片之别<sup>[14]</sup>。后者多用于天文测量。

线栅偏振片, 又称金属线栅。普遍用于红外偏振测量, 它的 IGP 系列产品可以覆盖近、中、远红外的全部光谱区(图 1), 是目前常用的红外偏振器件。以上两种器件可互换, 分别用于不同波长的测量。

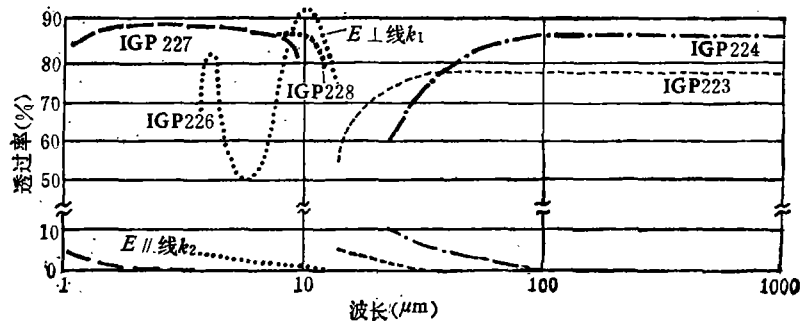


图 1. IGP 型线栅偏振片的透射率曲线图。

旋转检偏器和偏振棱镜, 目前多用于可见光偏振仪器。

下面我们讨论仪器设计方面的问题。

#### 1. 仪器偏振

天体辐射的偏振, 一般说都很小, 而望远镜光学系统和偏振光度计本身又会产生仪器偏

\* 四个斯托克斯参量的定义如下:

$$I=E^2_{x_0}+E^2_{y_0}=(Q^2+U^2+V^2)^{1/2},$$

$$Q=E^2_{x_0}-E^2_{y_0}=I\cos 2\beta\cos 2\psi,$$

$$U=-2E_{x_0}E_{y_0}\cos(\epsilon_x-\epsilon_y)=I\cos 2\beta\sin 2\psi,$$

$$V=2E_{x_0}E_{y_0}\sin(\epsilon_x-\epsilon_y)=I\sin 2\beta.$$

振。这两种仪器偏振是相互联系的，总效应是两者的和——是个常数。同时要求它们的相互取向保持不变(Cox, 1983)。所以，消除和减小仪器偏振是偏振光度计设计的一个基本要求。

红外测光要求控制和消除仪器背景噪声，再加上减小仪器偏振的要求，使设计和建造红外偏振光度计具有特殊的难度。人们在多年实践中，经过试验和分析还认识到：几乎所有的仪器偏振均是由倾斜镜面的反射引起的。显然，消除和减小仪器偏振的办法就是减少光路中的斜反射面。目前普遍采用的办法有：

(1) 无斜反射面光学系统 除了望远镜主镜、副镜的反射面产生较小的仪器偏振外，偏振仪器中无斜反射面。如 Kemp 和 Cox 的红外仪器和 Breger 的可见光仪器(见图 3, 4, 5)，光束都是直接入射到探测器上。为此当然需要顶部开窗口的探测器杜瓦瓶，因为世界上不少红外探测器，光束都是从侧面窗口入射的。

(2) 使用消偏振器件与各类偏振元件配合，消除了圆偏振，且简化了必须适应线性的仪器偏振的改正。Dyck 和 Breger 的设计是将消偏器放在偏振片之后(图 2, 4)。

仪器偏振是衡量仪器性能的重要标志，目前，一般认为仪器偏振达到 $<0.1\%$ 水平的仪器是相当好的。所以在某些设计中运用了定标偏振片，以此来得到仪器偏振的值和精度校准等数据，从而能对整个仪器的工作状态有清楚的了解<sup>[14]</sup>。

## 2. 仪器性能的限制

偏振光度计的设计，受到许多限制，使得仪器的性能受影响。Cox(1983)将这些限制汇总成一一览表，并给出说明。该表包括可见光、红外等波段的光度计的设计限制。

这些限制是按照其成因和设计步骤来划分的。除了第一类引证了典型值，其他数值可在参考文献及《红外手册》中查到。

偏振光度计的设计者一般关心第二类限制。第一类和第三类限制妨碍了仪器所能达到的高精度和设计上的改善，而第三类限制对于多元探测器阵列的采用尤其重要。

对于如何改善这些限制，Cox(1983)的描述文章作了详细的讨论，他认为来自源的光子散粒噪声，仅仅能靠增加被探测源的光子数来减弱，用缩小探测器暗电流散粒噪声的办法来改善仪器性能。对亮星的短时间观测，闪烁是最终的限制，但可用提高调制频率的办法来缩小其影响<sup>[18]</sup>；另外，由于调制器上的残缺导致的寄生调制(Dollfus, 1974)，当仪器偏振比正在测量的偏振大得多时，光电测量误差(Landau, 1974)加上变化的天空背景等等，都成为限制仪器性能的因素。Serkowski 通过对大批源的观测，对这些误差做了细致的讨论，并认为改进的办法是对各元件做精选，就可以使上述影响降到最小。对于仪器偏振的限制，应该给出一个不确定的上限值 $0.2\%$ ，这是一个保守的估计。

关于偏振测量精度的一项最终极限，仍然是用被观测到的“非偏振”标准星来测定的精度。这方面的测量工作，Serkowski (1974) 用旋镜筒望远镜对 20 颗星做过观测<sup>[20]</sup>。同样，Piirola (1973, 1975, 1977)和 Tinbergen (1979)也做过这样的测定。

## 3. 几种典型的偏振光度计

以上讨论已给出了偏振测量的轮廓，下面将给出几种典型的具体设计，为了便于读者比较和参考，所以写得较详细。

表 1 偏振光度计性能限制一览表

限制	V 波段的典型值	备注
<b>第一类</b>		
来自源的光子散粒噪声		
来自星系背景的光子散粒噪声	平均亮度 $119S_{10}$	[6]
星系背景的偏振	2% 线偏振	[1]
	0.2%—0.9% 圆偏振	[1]
来自黄道光的光子散粒噪声	最小亮度 $105S_{10}$	[4]
黄道光偏振	最大线偏振为 21%	[4]
	圆偏振 0.1%—0.2%	[4]
来自气辉的光子散粒噪声	连续区 $50S_{10}$	[5]
	原子谱线 $40S_{10}$	[5]
	在连续区无可探测偏振	[3]
来自对流层的散射的偏振通量	$0.5S_{10}$ , 在 $ZD=70^\circ$	[2]
来自大气层的热辐射		
<b>第二类</b>		
闪烁和“宁静度”		[7]
望远镜和偏振光度计的仪器偏振		
光学元件的缺点和它的反射		
探测器响应的不均匀性(对散粒噪声作用的反应)		
望远镜和偏振计中的传输		
偏振计的调制效率		
探测器的量子效率		
<b>第三类</b>		
探测器噪声(散粒噪声、Johnson 噪声, $1/f$ 噪声, $g-r$ 噪声等)		
探测器带宽和非线性		
放大器噪声、带宽和非线性		
量子化误差(如在模—数转换器中)		

注释:

$S_{10}$  每平方度 AOV 星的 10 等星的等效亮度。等于  $3.8 \times 10^{-16} \text{W} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \mu^{-1} \cdot \text{deg}^{-2} = 94 \text{光子数}/\text{cm}^2 \cdot \text{S}^2 \cdot \text{度}^2$  (V 波段)

[1] Wolstencroft 和 Brandt (1974), p779<sup>[16]</sup>

[2] Wolstencroft 和 Brandt (1974), p771

[3] Wolstencroft 和 Brandt (1974), p780

[4] Allen (1973), p159<sup>[17]</sup>

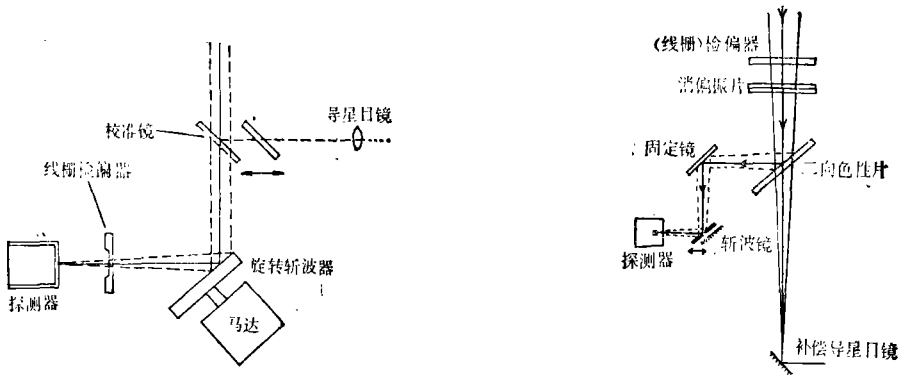
[5] Allen (1973), p134

[6] Allen (1973), p245

[7] 闪烁和“视宁度”包括在两类限制里的原因是, 它们由望远镜孔径和调制效率的作用引起反应 [Serkowski, (1974), pp. 138—139<sup>[18]</sup>].

### (1) Dyck 和 Forbes 的仪器设计

Forbes 的设计是首次用于红外偏振测量的仪器 (1967), Dyck 和 Shawl (1969) 的设计与之类同<sup>[2], [3]</sup>。他们当时使用的是一个线栅偏振片和一支 PbS (硫化铅) 探测器, 该探测器



(a) Forbes 的近红外偏振光度计略图

(b) Dyck 和 Shawl 的红外偏振光度计略图

图 2. Forbes 与 Dyck 的红外偏振仪器略图。

产生一个与入射强度  $I$  成比例的输出。入射强度是偏振器件转角(取向)的函数, 偏振器以适当的频率(0.1—0.7Hz)转动。信号被同步地记录在一个存储装置的不同地址内, 在检偏器上由编码器提供要测定的相位数据。

这两台仪器间的重要区别是偏振计里检偏器(线栅)所处的位置不同(见图 2)。在 Forbes 的仪器里<sup>[9]</sup>, 检偏器是放在探测器与斩波器之间。这样就有几个优点: (i) 被斩波的光束在检偏器件上不改变位置, 因此在检偏器上不会因器件本身的不均匀性而受损失; (ii) 由检偏器的不平行出入面在探测器上引起的任何光束的线位移最小; (iii) 检偏器本身的物理尺寸能够做得较小, 这对远红外仪器的设计很有用。

在 Dyck 等人的仪器里, 检偏器被放在望远镜的出射光束上, 随后紧跟消偏振片, 这样的布置消除了圆偏振的效应, 且简化了必需适应线性仪器偏振的改正。然而, 这就要求检偏器具有 1 英寸左右清晰的孔径, 且有发生光束偏离效应的可能性。总之, 这两种设计在测量本领方面无根本差别。以上设计均有斜反射面感应偏振效应发生, 类似的还有日本上松观测站和美国基特峰国立天文台 Capps 等人使用的仪器。

(2) Cox 和 Breger 的仪器设计

1978 年 Cox 等人在设计报告中强调: 仪器偏振产生的大部分是由于光学系统中倾斜镜面的反射——镜面感应偏振引起的。他们把 Hall (1951)设计的仪器转换到红外模式的设计里, 因为 Hall 的偏振计采用了信号快速调制技术。而且在设计中应用了光轴对称(无斜反射面)光学系统来避免由倾斜反射镜面造成的仪器偏振。为此, 他们自己研制了顶部开窗的红外探测器, 配上可以互换玻璃 HR 片与线栅等器件的装置架, 安装在一个 45Hz 频率的有参考信号检拾的旋转检偏器里(见图 3)。他们把它称为具有快速调制和同步探测的单光束仪器<sup>[14]</sup>。

在光学系统的考虑上类同的有澳大利亚 AAO 的仪器, 以及美国麦克唐纳天文台和奥地利的仪器。Breger 的仪器(见图 4)用了 Glan-Air 棱镜快速旋转分析器, 工作于可见光波段, 该设计与红外无关, 这里提出来仅作为参考。他认为这样的仪器可以在白天和薄云天气做恒星偏振工作。

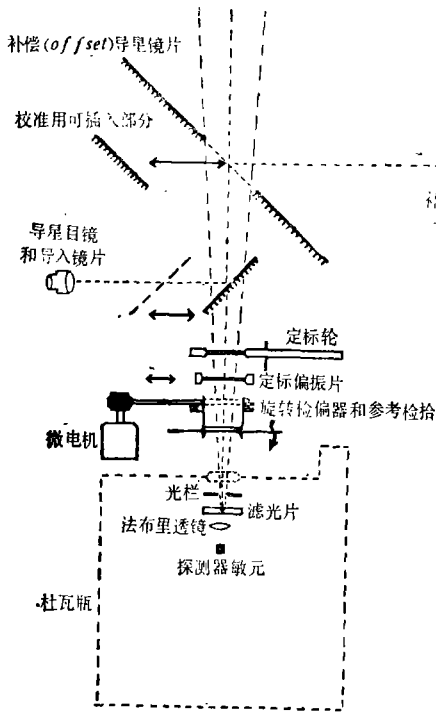


图 3. Cox 等人红外偏振仪设计图(1978)。

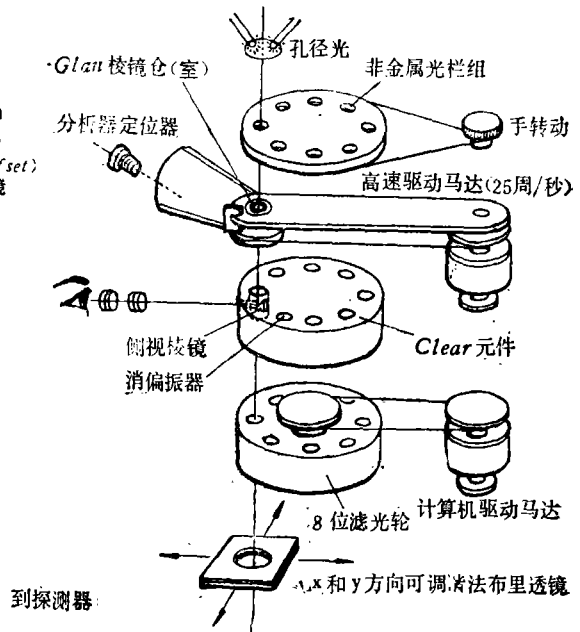


图 4. Bregel 的偏振光度计构造图。

### (3) Kemp 的光测弹性调制偏振仪

俄勒冈大学天文物理系教授 Kemp 和月亮行星实验室的 Rieke, 在 1977 年报告了其红外光测弹性偏振光度计的初步观测结果, 这种仪器具有约 0.01% 的仪器偏振。Kemp 认为光测弹性调制器(Photoelastic Modulator—PEM) 从仪器偏振和相关色差方面讲, 已经达到了最高灵敏度和最大宽容度。人们对少数偏振很强的天体(如 10%—20% 甚至更大的偏振度的天体)的关注转移到更广泛的研究领域时, 便要求仪器具有 0.1%—0.2% 的适中精度。然而, 提高灵敏度的选择, 无疑是应当考虑采用光测弹性调制器 (PEM)。PEM 偏振计被用来做恒星星际圆偏振和某些双星变轨偏振, 以及一些曾被认为是非偏振天体的测量。而这些工作需要 0.005—0.01% 的灵敏度。适当的 PEM 便是达到此要求的最优选择。它还有光学简单和具有准确的机械调准所要求的自由度的优点。

用 PEM 做偏振的仪器分为两类: 一是模拟锁相; 二是脉冲计数。Kemp 和 Wolstencroft (1972) 报告的仪器便是模拟型的(见图 5)。Stokes 等人(1976)报告了一个脉冲计数型仪器。模拟型仪器的优点在于它有较大的饱和(脉冲计数迭加)宽容度, 因为饱和效应使仪器仅仅能做亮星测量。脉冲计数型的优点在于它的效率稍高些, 即对于给定的积分时间有较好的信噪比。

当今, 可见光、近紫外和近红外 PEM 系统在天文上的应用, 大都是 Kemp 和 Ekstrom 报告的。美国 HINDS 公司的 PEM 在美国得到广泛的使用, 它还可以工作在远红外波段。在天文仪器中 PEM 被用做“偏振斩波”, 这种情况下的工作频率一般为 50kHz, 这样高的频率直接



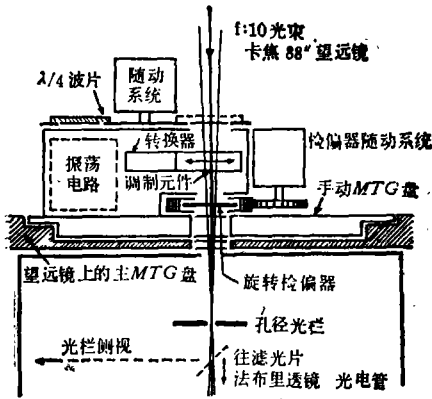


图5. Kemp 等人的光测弹性调制器和旋转检偏器的配合。

光度计,并获得 $<0.1\%$ 的仪器偏振。所使用的是线栅偏振片和  $40\text{kHz}$ 与 $40\text{kHz} + 20\text{Hz}$ 的PEM系统。测量范围  $0.6\text{--}13\mu\text{m}$ 。

目前看来,光测弹性偏振仪是仪器偏振最小、精度最高、技术较复杂的先进仪器。

(4) 多通道仪器与CCD阵列的应用

多通道偏振光度系统主要是对一些天体的连续谱做宽频带偏振测量。普遍采用渥拉斯顿棱镜将光分为两束,其中一束经过四分之一波长片和法布里透镜在几个波段上测量其圆偏振及椭圆偏振;另一束被线性化的偏振光,仅经过法布里透镜作用,在几个波段上测其线偏振。Serkowski 等人在 1973 年就利用这类仪器,对几个主要的红 外 源 NML Cyg 和 VY CMa,在  $2.2\mu\text{m}$  红外波段上做过偏振测量,且于这台仪器上做过大约 300 颗星的可见光偏振(见图 6)。

典型的多通道系统是 1967 年 Appenzeller 设计的 (见图 7)<sup>[27]</sup>,以及 1975 年 Serkow

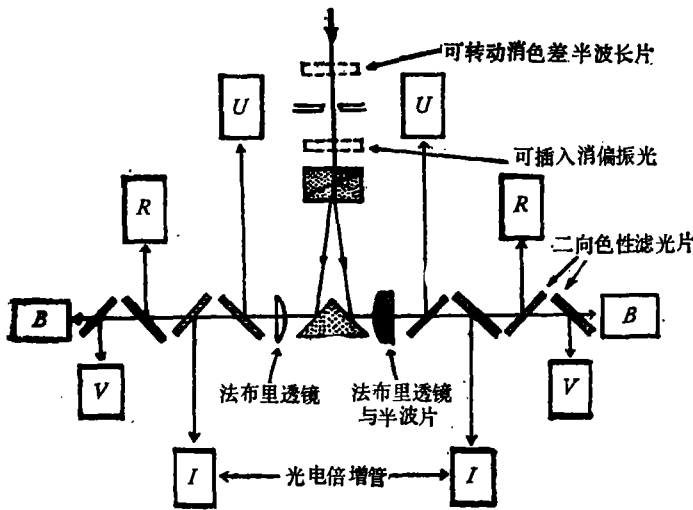


图6. Serkowski 等人的多通道偏振光度计。

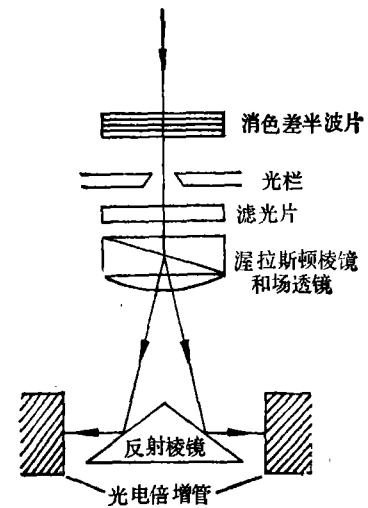


图7. Appenzeller 的双通道偏振光度计图。

消除了天空湍流噪声效应,它有小于  $1\text{kHz}$  的特征频率。另外,PEM 还有一个很慢的“二级”斩波(约  $20\text{Hz}$ ),它有助于消除该系统中的各种(特别小的)残留象差。

做线偏振的 PEM 光度计,在 PEM 之上装一只可转动的  $1/4$  波片,就可以把入射的线偏振变为圆偏振。近红外 PEM 适于  $0.2\text{--}8.0\mu\text{m}$  的传输,锗光电二极管能够适应如此高频率的响应从而被选做红外探测器 (Kemp 和 Rudy, 1976)。

在夏威夷的英国 3.8 米红外专用望远镜上, Wolstencroft (1978)采用了这类 PEM

ski 的设计和工作<sup>[20]</sup>。日本堂平山观测站在 91 厘米望远镜卡焦上安装了一台多通道偏振光度计, 主要目的是做类星体的宽频带观测。

这里需要一提的是, 目前做红外工作的多通道仪器, 设计成功的很少, 除了红外噪声的影响因素外, 还要求更复杂的电子器件和线路控制系统, 并且要求各对探测器件的性能相同, 实现起来就较困难。但无论在可见光和红外, 它都是一个发展方向, 且是一种改善偏振光度计性能的有效办法(Serkowski, 1974)。关于多通道偏振仪器的探测器件的精选标准, McLean (1980)曾作过详细讨论<sup>[25]</sup>。

目前, 阵列探测器 CCD 已经在天文学观测中发挥着重要的作用, 关于在组合式偏振光度计方面的应用, Cox(1983)谈了他的如下看法:

第一, 使用像 CCD 那样非传统设计的性能的阵列探测器, 用以恒星时速率驱动的偏振计(McGraw, Angel 和 Sargent, 1980), 可称得上是最有效的偏振计组<sup>[26]</sup>。

第二, 像 CCD 这样的探测器, 由于信息存贮量的界限, 更适于做偏振度  $>1\%$  的测量。因此, 像 Appenzeller(1967)(图 7)那样简单的偏振光度计是特别适用的(Tyson, 1981)。

在可见区做工作时, 热背景并不重要, 而红外 CCD 就没有像可见光 CCD那样完善的性能。运用二维光导阵列的方法, 加上脉冲偏振调制器(McCallion等, 1980)的读出阵列技术, 也许是优良的设计。

关于偏振光度计设计方案的选定, 应视工作的目的及工作光谱区而做抉择。可是, 条件又是很重要的。在地面可以做近红外测量工作, 且较易实现的是 Dyck、Forbes 和 Oishi 的设计。Cox 和 Breger 的仪器应用了快速旋转偏振分析技术, 如条件具备, 他们的仪器也是不错的。Kemp 和 Wolstencroft 的设计关键是 PEM 和现代电子技术的配合, 八十年代的技术已经具备了实现和应用这类仪器的条件。这些设计的共同特点是, 现代技术和计算机控制同处理系统配套, 并且均要求作一次测量便可得到全部斯托克斯参量的结果——即天体的偏振状态的完全的描述。

## 四、工作设想

我国的红外天文测量是从七十年代末开始的, 在紫金山天文台的积极支持下, 北京师范大学天文系、云南天文台和华北光电研究所合作, 于 1981 年 4 月, 制成了 PbS 近红外光度计<sup>[30]</sup>。近几年来, 已经初步对几十颗碳星和二十多颗恒星脉泽源作过近红外光度测量。之后, 上海天文台的气球载红外望远镜试验获得成功, 得到了太阳的  $4.6\mu\text{m}$  和  $18\mu\text{m}$  红外观测结果。1983 年, 北京天文台制造了 InSb 近红外光度计(工作在  $1-5\mu\text{m}$ ), 并采用了电子计算机做数据采集处理。我国的红外天文工作日益发展。

云南天文台和北京天文台的近红外光度计所采用的设计方案, 均类似 Dyck 和 Forbes 的仪器, 在此设计基础上可以做一些初步的偏振测量。购买红外金属线栅偏振片 IGP227 或 228 (见图 1), 便可做近红外测量。这两种偏振器件的响应为  $1-10\mu\text{m}$  左右, 在  $1.2\mu\text{m}$  偏振度指标为  $93\%$ ; 在  $3-10\mu\text{m}$  偏振度可达  $98\%$ 。类似于 Forbes 的设计, 可以把偏振器件放在探测器前的光路上工作; 若要考虑消除圆偏振效应, 可加消偏振跟随。这样, 仪器既可以做红外

光度测量, 又可以做偏振测量。

## 五、结 束 语

红外偏振测量, 开始时人们仅对特殊的红外源做观测, 后来扩展到未观测过的有趣的天体和天区。由于大型红外专用望远镜的建造和探测器的优良化, 促使其终端测量手段日新月异, 偏振测量也就得以更加迅速地发展。对一些新天体和类星体、脉冲星、星际有机分子以及宇宙微波辐射背景等重大发现的观测, 将会给天文学带来新的课题。

本文的工作得到郝允祥先生的鼓励和刘学富老师的不少帮助, 陈培生和艾国祥提出了宝贵的意见, 在此特致谢意。

## 参 考 文 献

- [1] Cox, L. J., *MNRAS*, 203 (1983), 571—579.
- [2] Dyck, H. M. et al., *Ap. J.*, 165 (1971), 57.
- [3] Dyck, H. M., Forbes, F. F. and Shawl, S. J., *A. J.*, 76 (1971), 901.
- [4] Jennings, M. C. and Dyck, H. M., *Kitt Peak Contrib.*, (1971), No.554, Conference on Late Type Star, p. 203.
- [5] Jennings, M. C. and Dyck, H. M., *Ap. J.*, 177 (1972), 427.
- [6] Dyck, H. M. and Beichman, C. A., *Ap. J.*, 194 (1974), 57.
- [7] Oishi, M., Maihara, T., Noguchi, K., Okuda, H. and Sato, S., *Publ. Astron. Soc. Japan*, 28 (1976), No. 1, 175.
- [8] Maihara, T., Noguchi, K., Okuda, H., Sato, S. and Oishi, M., *P. A. S. J.*, 29 (1977), No.2, 415.
- [9] Kodayashi, Y., Kawara, K., Noguchi, K., Maihara, T., Okuda, H., and Sato, S., *P. A. S. J.* 30 (1978), No.2, 377.
- [10] Kemp, J. C. and Rieke, G. H., *Ap. J.*, 215 (1977), L 107.
- [11] Breger, M. and Dyck, H. M., *Ap. J.*, 175 (1972), 127.
- [12] Capps, R. W. and Knacke, R. F., *Ap. J.*, 210 (1976), 76.
- [13] Low, F. J. and Rieke, G. H., in *Methods of Experimental Physics*, Vol. 12, Part A, chapter 8, 9, (1974).
- [14] Cox, L. J., Hough, J. H. and McCall, A., *MNRAS*, 185 (1978), 199.
- [15] Breger, M., *Ap. J.*, 233 (1979), 97-101.
- [16] Wolstencroft, R., Brandt, J. C., in *Planets, Stars and Nebulae Studied with Photopolarimetry*, 768, ed. by T. Gehrels, University of Arizona Press, Tucson, (1974).
- [17] Allen, C. W., *Astrophysical Quantities*, 3rd ed., Athlone Press, London, (1973).
- [18] Serkowski, K., in *Planets, Stars and Nebulae Studied with Photopolarimetry*, 135, ed. by T. Gehrels, University of Arizona Press, Tucson, (1974).
- [19] Stokes, R. A., Ekstrom, P. A. and Swedlund, J. B., *Opt. Eng.*, 15 (1976), 7.
- [20] Serkowski, K., Mathewson, D. S. and Ford, V. L., *Ap. J.*, 196 (1975), 261.
- [21] Piirola, V., *Astr. Astrophys. Suppl.*, 30 (1977), 213.
- [22] Tinbergen, J., *Astr. Astrophys. Suppl.*, 35 (1979), 326.
- [23] Kemp, J. C., Wolstencroft, R. and Swedlund, J. B., *Ap. J.*, 177 (1972), 177.
- [24] Wolstencroft, R., *The Observatory*, 88 (1978), 99.
- [25] McLean, I. S., *New Techniques in Stellar Photometry and Polarimetry*, *Ricerche Astronomiche*, 10, 71, ed. by M. F. McCarthy, Specola Vaticana: Citta de Vaticano, (1980).
- [26] McCraw, J. T., Angel, J. R. P. and Sargent, T. A., *Proc. SPIE*, 132 (1980), 66.

- [27] Appenzeller, I., *Publ. Astr. Soc. Pacific*, 79 (1967), 136.  
[28] Tyson, J. A., *Proc. SPIE*, 290 (1981), 144.  
[29] McCallion, E. W., Clad, D. S., Lorenzo, J. S., Parry, C. M. and Clench, C. W., *Proc. SPIE*, 225 (1980), 39.  
[30] 陈培生等, *Acta Astronomica Sinica*, 23 (1982), 89.

(责任编辑 刘金铭)

## Astronomical Infrared Polarimetry

Zhang Yun

(Yunnan Observatory, Academia Sinica)

### Abstract

This paper illustrates several typical designs of astronomical infrared polarimeters and discusses their principles and significant performance. It will be helpful as an aid in selecting which is most suited to particular application. Finally, some preliminary plan for this work is given in near-infrared region.