

# 自适应光学在天文学中的应用

赵培谦 周必方

(中国科学院南京天文仪器厂研究中心)

## 提 要

本文系统叙述了自适应光学在天文学中应用的基本理论、系统构成、系统性能。概述了天文自适应光学技术的现状及存在的问题。最后讨论了天文自适应光学技术的发展。

## 一、引 言

大集光能力、高分辨率成像是解决许多基本天文课题的关键。自从天文望远镜问世以来,天文学家就一直在为这两个目标而努力。天文望远镜的口径也从几厘米、1米增大到5米、8米。然而,由于大气扰动的影响,望远镜的成像质量遭到严重破坏,其分辨率远远达不到望远镜的设计值,更谈不上望远镜的极限分辨率。为此,天文学家一直在努力寻找提高望远镜分辨率的方法。他们将望远镜送到太空中去,以摆脱大气的影晌,这是一种行之有效的方法。就地面天文学而言,提高单口径望远镜分辨率的方法可分为两类,即几何光学方法和波动光学方法。几何光学方法包括选取好的台址,采用快速导星技术等。其特点是不对大气扰动扭曲的波面进行重构。快速导星技术就是实时补偿大气扰动引起的星像跳动。其增益主要取决于望远镜口径 $D$ 与大气相干长度 $r_0$ 之比( $D/r_0$ )。波动光学方法是通过重构大气扰动扭曲的波面以实现望远镜的极限分辨率。主要包括斑点成像技术和自适应光学技术。斑点成像技术包括斑点干涉<sup>[1]</sup>、斑点掩模<sup>[2]</sup>、微分斑点<sup>[3]</sup>、斑点全息<sup>[4]</sup>等,其共同特点是在探测后进行图像复原,是一种被动的方 法。斑点技术发展很快。特别是斑点干涉技术已较成熟,并已得到许多天文观测结果<sup>[5,6]</sup>。自适应光学技术则是通过实时检测波面误差并进行实时补偿的图像复原技术。其整个过程在图像探测前完成,是一种主动的方法。与斑点成像技术相比,自适应光学技术的优点在于信噪比更高(就亮目标而言)。特别是在红外波段,此优点更为突出<sup>[7]</sup>。

自适应光学概念始于1958年,是由天文学家提出的。但由于当时技术条件限制,该思想无法变为现实。到70年代,激光技术、计算机技术、控制论等得到了发展,自适应光学在军事领域中得到了广泛深入的研究,并取得成功。进入80年代后,天文学家开始比较系统地将这种技术移植到天文学领域。目前若干天文台(见第五节)正在致力于天文自适应光学技术的研究,有的将它应用于初步试验观测,得到了令人满意的结果<sup>[8,9,10]</sup>,显示了自适应光学技术的巨大潜力。本文在叙述了天文自适应光学技术的基本理论后,系统论述了天文自

适应光学系统的构成, 系统性能、应用现状及未来的发展。

## 二、自适应光学校正理论

图 1 是天文自适应光学系统的原理图。从无限远天体发出的平面波通过扰动的大气及望远镜系统后, 变成畸形波面。设波面误差为  $\phi(r, t) - iA(r, t)$ ,  $\phi(r, t)$  表示相位误差, 也就是我们所说的大气视宁度(Seeing);  $A(r, t)$  是光强扰动即大气闪烁。波面误差是时间  $t$  和空间  $r$  的函数。为校正大气中波面误差  $\phi(r, t) - iA(r, t)$ , 一种可行的办法就是将该误差实时探测出来, 然后将误差信号反馈到某一系统, 该系统产生相反的波面误差  $-\phi(r, t) + iA(r, t)$  进行补偿。因此, 自适应光学系统

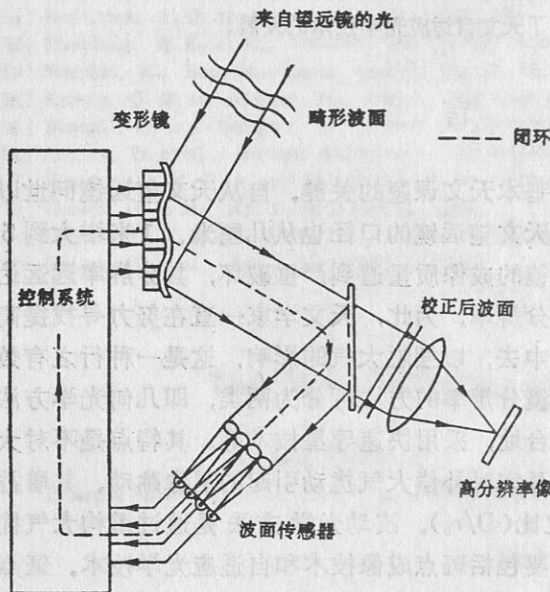


图 1 天文自适应光学原理

就大口徑天文望遠鏡而言, 與其說校正波面的相位誤差已可以滿足一些天文要求, 不如說, 相位校正比強度校正正在技術上更易實現。因此, 目前天文自適應光學系統只是進行相位校正。

相位校正函數  $\phi(r, t)$  可展開為與空間有關的函數  $f_n(r)$  和與時間有關的函數  $a_n(t)$ ,

$$\phi(r, t) = \sum_{n=0}^N a_n(t) \cdot f_n(r)$$

空間函數  $f_n(r)$  決定了自適應光學系統的空間校正方式及空間頻率即校正單元數。時間函數  $a_n(t)$  決定了校正的時間頻率或校正周

期。校正單元數取決於望遠鏡口徑、望遠鏡指向、大氣質量等。大氣質量通常用大氣折射率結構常數  $C_n^2$  表示<sup>[11]</sup>。 $C_n^2$  是距地面高度  $h$  的函數。圖 2 是 Fried<sup>[12]</sup> 於 1982 年在歐洲從垂直方向測得的  $C_n^2$  的變化情況。大氣質量還可表示為大氣相干長度  $r_0$ ,

$$r_0 = [0.423k^2 \int_R C_n^2(h) dh]^{-3/5}$$

式中  $k = 2\pi/\lambda$ ,  $\lambda$  —— 波長,  $R$  —— 大氣高度。或用等暈角  $\theta$  表示。

$$\theta = [1.45k^2 \int_R C_n^2(h) dh]^{-3/5}$$

表示在  $\theta$  範圍內具有相同的大氣擾動。

當產生相位差的元件為變形鏡時(天文自適應光學系統主要採用變形鏡), Brown<sup>[13]</sup> 給出了實現大氣擾動完全

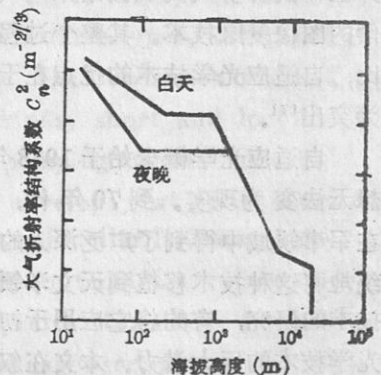


图 2 大气折射率结构常数  $C_n^2$  与海拔高度的关系

校正时所必需的校正单元数,

$$N = \frac{(0.051k^2 C_n^2 R D^{5/2})^{5/6}}{l_n\left(\frac{1}{S}\right)}$$

式中  $D$  为望远镜口径,  $S$  为校正后像质量的斯特列尔数 (Strehl ratio)。上式可简化为

$$N = \left(\frac{D}{r_0}\right)^2 \text{ 或 } N \propto \lambda^{-12/5}$$

校正单元数的多少对自适应光学系统的性能具有重要影响。如果假定一个校正单元采用一个驱动器时, 校正后残余均方波像差为  $\lambda/10$ , 图 3 所示为校正单元数对系统性能的影响曲线<sup>[14]</sup>。

自适应光学系统的时间频率取决于大气扰动频率, 可表示为<sup>[15]</sup>

$$\tau_0 = 1.36 \left[ k^2 \int_0^R C_n^2(h) V^{5/3}(h) dh \right]^{-3/5} = 0.81 (r_0/V)$$

式中  $r_0$ ——大气相干长度,  $V(h) = V$  为风速。

表 1 给出了口径为 2.16 米望远镜中自适应光学系统参数 (设视宁度为 1'')

表 1

$\lambda(\mu\text{m})$	0.5	2.2	5.0	10
$\theta(\text{arcsec})$	1.8	10	30	70
$r_0(\text{cm})$	10	60	160	360
$N$	467	13	2	1
$\tau_0(\text{ms})$	6	35	95	220

### 三、自适应光学系统的构成

由上节可知, 一个自适应光学闭环系统应包括三部分, 即波面校正元件, 波面传感器及控制系统。下面分别就前两者进行叙述。

#### 1. 波面校正元件

众所周知, 波面相位差为

$$\phi = \frac{2\pi}{\lambda} \text{OPD}$$

OPD 为光程差, 且  $\text{OPD} = n \cdot L$  ( $L$  为路程差,  $n$  为介质折射率)。因此, 改变波面的相位分布有两种方法。一是改变其传播速度, 二是改变光路传输长度  $L$ 。前一种方法主要依靠改变传输介质的折射率  $n$  来实现。后一种方法主要是通过移动反射镜来实现。目前大多自适应光学系统采用反射镜装置实现波面误差校正。改变介质折射率的方法不仅受到校正范围限制, 而且存在光谱吸收。而反射镜面装置则不同, 我们可以在很宽的波段范围内镀上高反射膜。由于光程变化都在镜面的一侧实现, 我们可以在镜面的另一侧实现不同方式的驱动, 进而产生不同形式的变形镜。图 4 所示, 为几种典型的变形镜装置。对校正大气扰动的天文自适应



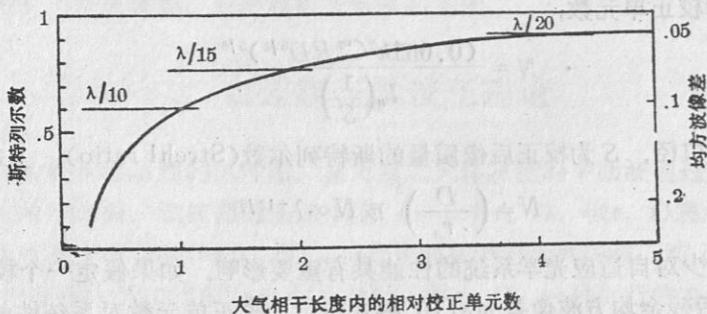


图3 校正单元数对系统性能的影响

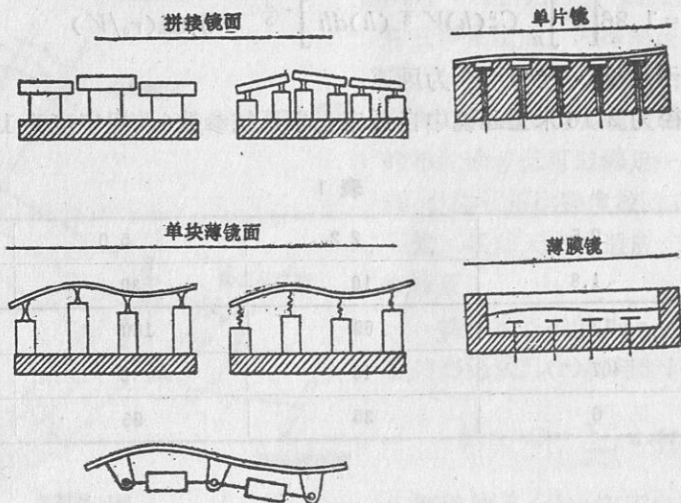


图4 几种典型的波面校正装置

光学系统而言，第三类应用最多。

## 2. 波面传感器

在自适应闭环光学系统中，波面传感器起着极为关键的作用，它是决定闭环系统性能的重要因素。天文自适应光学系统中主要采用两种波面传感器。一是旋转光栅剪切干涉仪，二是 Shack-Hartmann(S-H)波面传感器。两者共同之处在于都是测量波面区域倾斜。

### (1) 旋转光栅剪切干涉仪<sup>[16]</sup>

旋转光栅剪切干涉仪是剪切干涉仪的一种。它是在朗奇(Ronchi)检验法的基础上发展而成的<sup>[17]</sup>。如图5所示，入射波被分束器分成两部，分别进行 $x$ 、 $y$ 方向测量。将两束光的测量结果合并便得到波面的二维误差。下面仅以 $x$ 方向为例进行分析。透镜 $L_{1x}$ 将入射光束会聚在光栅 $G_x$ 上。透镜 $L_{2x}$ 再将此点光源变成准直光束。同时， $L_{1x}$ 和 $L_{2x}$ 一起将变形镜成像在探测器上。与此同时，通过光栅后的零级及一级光束产生错位相干。旋转光栅，干涉场得到调制。如果光栅旋转的角频率为 $\omega_g(\text{rad} \cdot \text{s}^{-1})$ ，则调制频率为：

$$\omega = \omega_g N$$

式中 $N$ 为光栅刻线数。很显然，调制频率与波长无关。适当选取光栅的振幅透过率函数，可

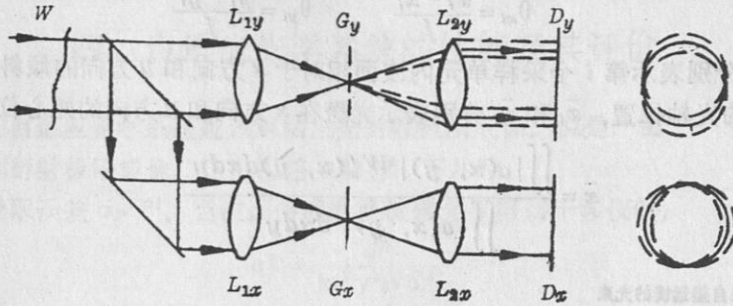


图 5 旋转光栅剪切干涉仪的原理

以避免其他衍射级次的影响。根据朗奇光栅干涉原理, 探测器平面内任一点的光强为

$$I(x, t) \propto \frac{1}{2} + \gamma \cdot \frac{\pi}{2} \cos[\omega t + \phi(x)]$$

式中  $\gamma$  是两束光的相干程度, 取决于光源的局部相干性及其变形大小。  $\phi(x)$  是相位角, 并可表示为:

$$\phi(x) = \alpha(x) \cdot S/\lambda$$

式中  $\alpha(x)$  是波面上对应点倾斜量(无量纲)。剪切量  $S$  正比于波长。因此  $\phi(x)$  正比于  $\alpha(x)$ , 也就是说, 频率为  $\omega$  时的瞬态相位角正比于波面倾斜量, 与波长无关。由此可见, 只要探测到接收面上任一点  $x$  处光信号的相位  $\omega t + \phi(x) = \omega_p N t + \alpha(x) \cdot S/\lambda$ , 即可求出波面上对应点的波面倾斜量。

旋转光栅剪切干涉式波面传感器的优点是:

- (i) 适用于白光光源, 能有效地测量光程长度差, 且与波长无关;
- (ii) 光效率高, 如果采用反射式光栅, 入射光将有 90% 得到利用;
- (iii) 可以就不同的光源, 改变剪切量  $S$ , 从而得到最大调制, 并使校正波面的剩余误差最佳;

(iv) 它是一个共路干涉仪, 相对来说, 对光学对准、振动等不灵敏。

缺点是结构较复杂, 会产生  $2\pi$  位相混淆。

## (2) Shack-Hartmann 波面传感器<sup>[18,19,20]</sup>

S-H(Shack-Hartmann)波面传感器的基本原理基于经典的 Hartmann 光学检验。如图 6 所示, 被检波面被分成若干等大、连续的采样单元。这些采样单元分别被与变形镜共轭的 S-H 板(高质量的小透镜阵)会聚于分立的焦点。然后用四象限探测器或 CCD 阵列、Reticon 等接收。当某一采样单元内的光波相对理想光波倾斜时, 其焦点将偏离对应小透镜的光轴。该偏离量反映了对应采样单元内波面的平均倾斜。当探测器为四象限探测器时, 每个采样单元至少有一个探测器。这时波面倾斜量可表示为

$$d\theta_x = K[(B+D) - (A+C)]$$

$$d\theta_y = K[(A+B) - (C+D)]$$

式中,  $A$ 、 $B$ 、 $C$ 、 $D$  是每个象限的输出信号,  $K$  是常数, 取决于探测器的灵敏度、镜面变形单元的形状及总光能分布。当探测器为 CCD 或 Reticon 时, 波面倾斜可表示为

$$\theta_{xi} = \frac{\bar{x}_i - x_i}{f} \quad \theta_{yi} = \frac{\bar{y}_i - y_i}{f}$$

式中  $\theta_{xi}$  和  $\theta_{yi}$  分别表示第  $i$  个采样单元内波面相对于  $x$  方向和  $y$  方向的倾斜。 $(x_i, y_i)$  表示第  $i$  个小透镜的光轴位置。 $\bar{x}_i$  和  $\bar{y}_i$  分别表示光斑在  $x$  方向和  $y$  方向的矩心位置<sup>[21]</sup>, 即

$$\bar{x} = \frac{\iint |a(x, y)|^2 W'_x(x, y) dx dy}{\iint |a(x, y)|^2 dx dy}$$

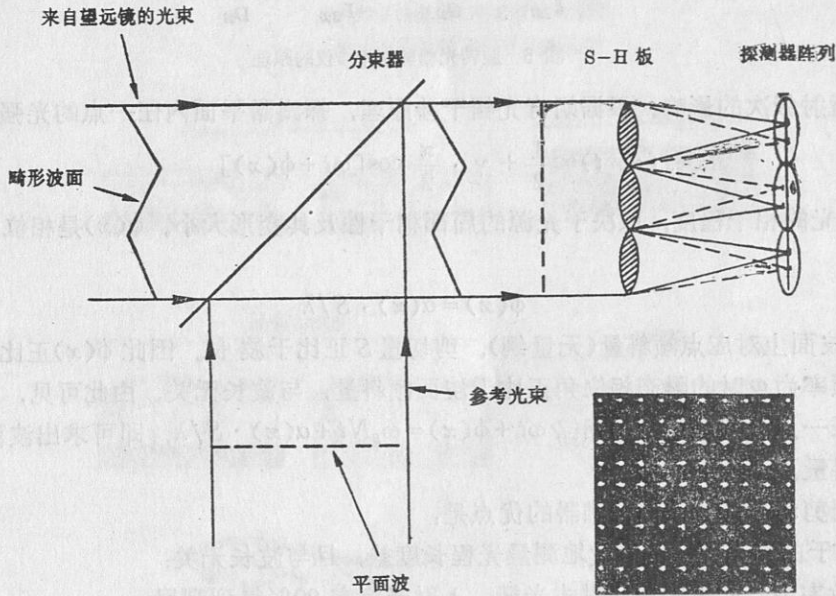


图 6 S-H 波面传感器的原理

$$\bar{y} = \frac{\iint |a(x, y)|^2 w'_y(x, y) dx dy}{\iint |a(x, y)|^2 dx dy}$$

式中  $a(x, y) \exp \frac{2\pi i}{\lambda} w(x, y)$  是采样单元内的波面分布。 $w'_y(x, y)$  和  $w'_x(x, y)$  分别表示对  $y$  和  $x$  的偏导数。积分是在采样单元内进行的。在实际应用中, 为了克服 S-H 板与探测器之间严格的对准要求, 往往在光路中引入参考平面波。这时, 只要能精确测量出每个采样单元内被测波与参考波之焦点间距离, 即可求出对应的波面平均倾斜量。

S-H 波面传感器的优点在于:

- (i) 光利用率几乎 100%;
- (ii) 适用于白光;
- (iii) 即使采样单元内的相位差超过  $2\pi$ , 同样可以测出其波面倾斜量;
- (iv) 只需要一个探测器阵列;
- (v) 与旋转光栅剪切干涉仪相比, 机械结构简单。



#### 四、自适应光学系统的性能及其评价

一个理想的自适应光学系统应该对轴上光衍射极限成像。但是, 由于一系列误差因素影响, 系统达不到衍射极限成像。这些误差主要有以下几种。

(1) 光子受限误差  $\sigma_P^{[22]}$ 。当波面传感器是旋转光栅剪切干涉仪时,

$$\sigma_P^2 = \frac{d^2}{2t_s^2 \gamma^2 N S^2}$$

式中  $\gamma$ ——条纹对比度,  $N$ ——每次测量的光子数,  $S$ ——剪切量,  $d$ ——驱动器之间的中心距离,  $t_s$ ——积分时间。

(2) 校正目标偏离等晕角范围。

(3) 未能校正大气闪烁。

(4) 波面探测噪声  $\sigma_D^{[22]}$ ,

$$\sigma_D = C_t^2 \cdot t_s^{\frac{5}{3}}$$

式中  $t_s$ ——积分时间,  $C_t^2$  是大气结构的时间函数。

(5) 控制系统的不完善。

(6) 波面校正的残余误差  $\sigma_F^{[22]}$ 。 $\sigma_F$  取决于变形镜对理想波面的逼近程度,

$$\sigma_F^2 = \alpha \cdot \left( \frac{d}{r_0} \right)^{\frac{3}{5}}$$

此空间函数是大气相干长度  $r_0$  及驱动器中心距  $d$  的函数,  $\alpha$  是系数。如图 7 所示, 为不同形状的驱动器对残余误差  $\sigma_F$  的影响曲线。

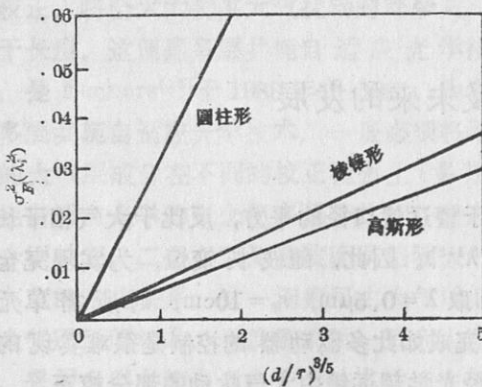


图 7 驱动器形状对残余误差  $\sigma_F$  的影响曲线

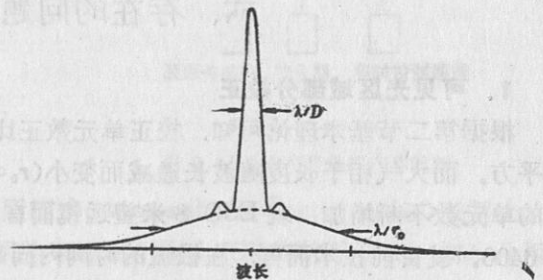


图 8 有误差时自适应光学系统的点扩散函数

Roddi<sup>[23]</sup>, Gaffard<sup>[24]</sup>和 Smithson<sup>[25]</sup>等曾计算过存在上述误差时自适应光学系统的点扩散函数, 如图 8 所示。它是视影圆面和完全校正时的爱里斑的组合, 爱里斑内的光能量  $\Sigma$  占总能量的比例表示了天文自适应光学系统的性能。对理想的自适应光学系统  $\Sigma = 1$ 。如果用于波面检测的目标位于轴上, 则当系统分辨率达到  $\lambda/r_0$  时,  $\Sigma = 0.8$ 。

表 2

编号	研究单位	主要负责人	变形镜	单元数	波面传感器	科学目标	现状	参考文献
1	成都光电所	姜文汉	PZT驱动 整块薄镜面	37/55 19/37	旋转光栅剪 切干涉仪 S-H	可见光1.2m望远镜, 太阳	在望远镜上进行 试验	[10]
2	ESO/Meudon /ONERA/CGE	Kern/Merkle /Fontanella /Gaffard	同 1	19	S-H	红外, 恒星(3.6m望远镜)	同 1	[8,9]
3	NOAO-KPNO	Goad/Beckers	同 1	37/55	S-H	红外, 恒星(3.8m望远镜) 红外, 太阳(1.5m望远镜)	同 1	[26]
4	Lockheed- PARL	Smithson	拼接镜面	19/37	S-H	可见光, 红外, 太阳 (0.76m望远镜)	同 1	[26]
5	NOAO-SPO	Dunn	同 1 / 同 3	12/13	S-H等	可见光, 太阳 (0.76m望远镜)	在试验室对两种 方法进行比较	[26]
6	Center for Astrophysics	Nisenson	PMN驱动 整块薄镜面	36	S-H	可见光, 斑点干涉	实验室	[26]
7	Chicago大学	Kibblewhite	同 4	81	S-H	近红外, 恒星 (3.5m望远镜)	采用人造参考 星实验室	[26]
8	Hawaii大学	Roddier	?	?	波面曲率 检测法	可见光, 恒星	实验室	[26]
9	J.Hopkins大学	Durrance	薄膜镜	19	?	恒星(1m望远镜)	实验室	

## 五、现状

表 2 给出了目前从事天文自适应光学研究的单位、系统构成、课题负责人、科学目标以及目前发展情况等。

## 六、存在的问题及未来的发展

### 1. 可见光区域部分校正

根据第二节基本理论可知, 校正单元数正比于望远镜口径的平方, 反比于大气相干长度的平方。而大气相干长度随波长递减而变小( $r_0 \propto \lambda^{1.2}$ )。因此, 随波长变短, 为实现完全校正的单元数不断增加。就 ESO 8 米望远镜而言, 取  $\lambda = 0.5\mu\text{m}$ ,  $r_0 = 10\text{cm}$ , 则所需单元数为 6400。就目前技术而言, 在极短的时间内同时完成如此多驱动器的控制是很难实现的。为此, 在可见光区域, 自适应光学主要用于大口径光学望远镜中大气扰动的部分校正。

### 2. 采用人造光源

任何校正技术都需要提供校正信息反馈。在红外自适应光学系统中, 天文学家采用可见光进行波面误差检测。这样做不仅不会因为波面探测降低观测星等, 而且可见光探测技术更易实现。在可见光自适应光学系统中, 情况则不同, 本来就十分暗的星光还必须分离一部分用于波面检测, 观测星等大为降低。尽管理论上可以在等晕角范围内选择其他星体作参考星用于波面检测, 但在可见光区域, 等晕角内的亮星是很难找到的。表 3 给出了对不同波长进



行波面探测时所用参考星的极限星等  $m_{lim}$  以及在银极  $C_P$  和银道  $C_E$  附近存在可用参考星的概率。

表 3 参考星极限星等及天空覆盖率

$\lambda(\mu\text{m})$	0.5	2.2	5.0	10
$r_0(\text{cm})$	10	60	160	360
$m_{lim}$	7	13	15.5	17
$C_P(\%)$	$\approx 0$	0.1	30	100
$C_E(\%)$	$\approx 0$	0.3	100	100

为解决上述问题, Foy<sup>[27]</sup>于 1985 年提出了采用人造光源的方法。如图 9 所示, 可调激光器发出的纳光沿与星光相反的方向通过望远镜射向高空, 并与 100 公里高处的中性纳层大气相遇, 产生后向散射, 该后向散射光即为一个大小为  $1''$  到  $2''$  的人造星体。初步试验证明, 该技术可以产生一个 14mag 的人造星。

### 3. 多层共轭自适应光学技术(Multiconjugate Adaptive Optics)

大气扰动的等晕角(或相干长度)之所以非常小是因为不同层的大气扰动共同迭加的结果。就某一层大气而言, 其等晕角要大得多。因此, 如果将不同的大气扰动层分别进行校正, 将会大大提高大气扰动的等晕角或相干长度。这便是多层共轭自适应光学技术, 是 Beckers<sup>[28]</sup>于 1988 年提出的。为实现多层共轭自适应光学技术, 一是必须将不同的大气层成像在不同的校正镜面上(多层共轭自适应光学的概念便来源于此)以便进行分别校正; 二是必须测量波面误差随大气

层高度的变化关系。这一问题可由大气层面照相术(Atmospheric Tomography)来解决。所谓大气层面照相术, 也就是采用一系列人造天体来探测不同大气层的扰动情况。初步分析表明, 采用多层共轭自适应光学技术后, 大气相干长度的增益是所用变形镜(或大气层数)数目的 2 倍, 即在采用一个变形镜时, 大气相干长度为 10cm。当采用三个变形镜对不同大气层分别进行校正时, 大气相干长度为 60cm。可见其增益是十分显著的。

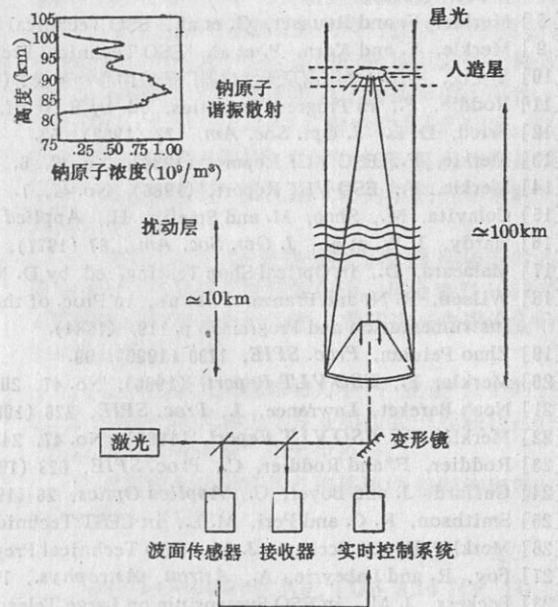


图 9 人造参考星体的产生机制

## 七、结 束 语

总之, 自适应光学技术部分或完全克服了大气扰动对地面望远镜成像质量的影响, 这在天文史上必将写下重要一页。目前大多数自适应光学技术仍处于实验室和用星体作目标的试

验阶段。但在 90 年代, 将有若干自适应光学系统投入常规天文观测。随着人造参考星技术、多层共轭自适应光学技术的完善, 自适应光学技术将完全可以应用于大口径望远镜的光学及红外波段。

## 参 考 文 献

- [1] Labeyrie, A., *Astron. Astrophys.* 6 (1970), 85.
- [2] Weigelt, G., *Opt. Commun.*, 21 (1977), 55.
- [3] Beckers, J. M., *Opt. Acta*, 29 (1982), 361.
- [4] Weigelt, G., in Proc. Scientific Importance of Angular Resolution at IR and Optical Wavelengths, ed. by H. Ulrich, p. 95, (1981).
- [5] Nisenson, P. et al., in NOAO-ESO Conference on High-Resolution Imaging by Interferometry, ed. by F. Merkle, p. 491, (1988).
- [6] Roberto Neri Michael Grewing, in NOAO-ESO Conference on High-Resolution Imaging by Interferometry, ed. by F. Merkle, p. 497, (1988).
- [7] Roddier, F., in NOAO-ESO Conference on High-Resolution Imaging by Interferometry, ed. by F. Merkle, p. 565, (1988).
- [8] Merkle, F. and Rousset, G. et al., ESO Technical Preprint No. 19, (1990).
- [9] Merkle, F. and Kern, P. et al., ESO Technical Preprint No. 21, (1990).
- [10] 姜文汉, 中国科学院南京天文仪器厂研究中心特邀报告(1990).
- [11] Roddier, F., in *Progress in Optics*, ed. by E. Wolf, p. 81, North-Holland (1981).
- [12] Fried, D. L., *J. Opt. Soc. Am.*, 72 (1982), 52.
- [13] Merkle, F., ESO VLT Report, (1986), No. 47, 6.
- [14] Merkle, F., ESO VLT Report, (1986), No. 47, 7.
- [15] Colavita, M., Shao, M. and Staelin, H., *Applied Optics*, 26 (1987), 4106.
- [16] Hardy, J. W. et al., *J. Opt. Soc. Am.*, 67 (1977), 360.
- [17] Malacara, D., in *Optical Shop Testing*, ed. by D. Malacara, p. 141, Wiley, New York, (1978).
- [18] Wilson, R. N. and Franza, F. et al., in Proc. of the IAU Colloquium No. 79: Very Large Telescopes, their Instrumentation and Programs, p. 119, (1984).
- [19] Zhao Peiqian, *Proc. SPIE*, 1230 (1990), 99.
- [20] Merkle, F., *ESO VLT Report*, (1986), No. 47, 20.
- [21] Noah Bareket, Lawrence, J., *Proc. SPIE*, 228 (1980), 4.
- [22] Merkle, F., *ESO VLT Report*, (1986), No. 47, 24.
- [23] Roddier, F. and Roddier, C., *Proc. SPIE*, 628 (1986), 298.
- [24] Gaffard, J. and Boyer, C., *Applied Optics*, 26 (1987), 3772.
- [25] Smithson, R. C. and Peri, M. L., in LEST Technical Report, No. 28, ed. by F. Merkle, p. 193, (1987).
- [26] Merkle, F. and Beckers, J. M., ESO Technical Preprint, No. 8, (1990).
- [27] Foy, R. and Labeyrie, A., *Astron. Astrophys.*, 152 (1985), L29.
- [28] Beckers, J. M., in ESO Symposium on Large Telescopes and Their Instrumentation, ed. by M. H. Ulrich, p. 693, (1988).

(责任编辑 舒似竹)

## Application of Adaptive Optics to Astronomy

Zhao Peiqian      Zhou Bifang

(Nanjing Astronomical Instrument Factory, Academia Sinica)

### Abstract

In this paper, the basic principle of adaptive optics applied to Astronomy, as well as the components and performance of adaptive optics system are described systematically. The status of adaptive optics in astronomy is given. Finally, the prospect of adaptive optics used in astronomy is discussed.