

实测 天体物理

Observational
Astrophysics

■ 谭徽松 李银柱 金振宇 编著



国防工业出版社
National Defense Industry Press

实测天体物理

Observational Astrophysics

谭徽松 李银柱 金振宇 编著

国防工业出版社

·北京·

内 容 简 介

本书基于理论与实践相结合组织教学内容、构建教材结构,融合当前国内外最新的科技文献资料,并在多年使用的研究生课程讲稿的基础上编写而成。本书是高等院校天文学专业核心课程系列教材之一,以天体的实测技术与方法为主线,有针对性地介绍了天文台址选定、天文望远镜和天文探测器的相关知识,同时介绍了天体的光度测量、偏振测量、分光测量和红外测量常用的测量技术与方法,并对空间天文观测和天体的一些基本参数的测定进行了介绍。本书内容简明而实用,注重基础性和实用性。

本书适合高等院校天文学专业本科生和研究生教学使用,可作为天文科技工作者和广大天文爱好者学习及工作参考用书。

图书在版编目(CIP)数据

实测天体物理/谭徽松,李银柱,金振宇编著. —北京:
国防工业出版社,2014. 1
ISBN 978-7-118-08625-6

I. ①实... II. ①谭... ②李... ③金... III. ①实
验天体物理学 IV. ①P141

中国版本图书馆 CIP 数据核字(2013)第 242742 号

※

国防工业出版社出版发行

(北京市海淀区紫竹院南路 23 号 邮政编码 100048)
北京嘉恒彩色印刷责任有限公司
新华书店经售

*

开本 710×1000 1/16 印张 13 字数 241 千字
2014 年 1 月第 1 版第 1 次印刷 印数 1—2000 册 定价 45.00 元

(本书如有印装错误,我社负责调换)

国防书店:(010)88540777

发行邮购:(010)88540776

发行传真:(010)88540755

发行业务:(010)88540717

前 言

实测天体物理是利用实验物理学的技术和方法来观测和研究天体的物理本质的学科,它是连接天文仪器和理论天体物理的桥梁。从喜帕恰斯和托勒密先后编制星表时开始,就出现了天体的光度测量,后来随着照相和光电技术的出现,形成了光度学;1666年,牛顿用三棱镜得到太阳光谱,逐渐完善为分光学。在1957年苏联发射人造地球卫星以后,美国、西欧、日本也相继发射了天文卫星和空间飞行器,并在其中安装了各种类型的探测器(利用高能物理、核物理、原子物理的探测技术),探测天体的各种辐射,不仅形成了地面探测、行星际探测和空间探测的立体观测,而且使紫外天文学、X射线天文学、 γ 射线天文学迅速发展,也使19世纪40年代出现的红外天文学蓬勃发展,从此进入了全波段天文学的新时代。

实测天体物理一方面从技术上与光、机、电、计算机和探测器等技术的发展密不可分,每个领域日新月异的改进和创新,都力求用于天文仪器和探测;另一方面,天体物理理论不断发展,给实测提出更多、更新、更精的要求。这两个“基墩”随时都在加高和变化,架在上面的“桥梁”自然要与时俱进。一本好的教材,其内容要赶上时代趋势,就必须不断进行补充和更新。本书是在前人理论研究的基础上,尽可能补充一些最新的进展,并已在云南天文台南方基地研究生中作为讲义试讲过多年。同样,它也需要不断补充和更新。

本书在编写中得到刘忠教授、许骏教授的鼓励。陈培生教授、袁伟民教授、茶光伟、单红光等许多同仁,亦给予不少帮助、指教和更正,在此表示衷心的感谢。特别要感谢为本书出版提供资助的云南天文台南方基地。由于讲授的时间有限,作者的知识更有限,本书没有包括射电波段。书中疏漏和不足之处,请读者指正。

作者

2013年8月

目 录

第 1 章 光学天文台址	1
1.1 热辐射和大气窗口	1
1.1.1 天体的热辐射	1
1.1.2 大气窗口	2
1.2 大气消光和天光亮度的测量	6
1.2.1 大气消光	6
1.2.2 天光亮度的测量	7
1.3 视宁度的测定和大气结构函数	8
1.4 可观测时间	11
1.5 数字巡天和虚拟天文台	13
习题	14
第 2 章 光学天文望远镜	15
2.1 有关的几何光学知识	15
2.2 望远镜的性能描述	16
2.3 折射望远镜	19
2.4 反射望远镜	20
2.5 折反射望远镜	24
2.6 空间望远镜	26
2.7 望远镜的光学检验	27
2.8 望远镜的机架	29
2.9 望远镜的发展和未来	31
2.9.1 望远镜已有的发展	31
2.9.2 望远镜未来的发展	31
2.10 主动光学和自适应光学	33
习题	36
第 3 章 天文光学探测器	38
3.1 探测器的特性描述	38

3.2	误差分析	40
3.2.1	等精度观测和非等精度观测	40
3.2.2	多个误差源	41
3.2.3	泊松统计误差	42
3.2.4	天文上的具体例子	43
3.3	人眼	46
3.4	照相底片	46
3.5	光电倍增管	48
3.6	像增强器和微通道板	52
3.7	CCD	53
3.8	CMOS	56
3.9	致冷	57
	习题	58
第4章	天体的光度测量	59
4.1	光度测量的基本概念	59
4.1.1	黑体辐射	59
4.1.2	光度测量的有关术语	60
4.1.3	光度测量的概念	61
4.2	测光系统、星等系统和色指数	61
4.2.1	测光系统	61
4.2.2	星等系统	62
4.2.3	测光标准星	67
4.3	光电光度计和光电测光	68
4.3.1	光电光度计	68
4.3.2	光电测光的归算	70
4.4	CCD测光	74
4.4.1	CCD测光的优点	74
4.4.2	CCD测光要注意的问题	75
4.4.3	CCD测光的观测	77
4.4.4	CCD测光的资料处理	78
4.5	高分辨观测	79
4.5.1	干涉仪	79
4.5.2	光斑干涉仪	82

4.6	热星等,热改正,星际红化	83
4.6.1	测辐射热计	84
4.6.2	热星等与其他物理量的关系	84
4.6.3	热改正	86
4.6.4	星际消光和红化	87
4.7	光度测量的应用举例	88
	习题	90
第5章	天体的分光观测	92
5.1	棱镜分光仪	93
5.2	光栅分光仪	97
5.3	阶梯光栅分光仪	106
5.4	傅里叶变换分光仪和 F-P 干涉仪及 FOSC	108
5.4.1	傅里叶变换分光仪	108
5.4.2	F-P 干涉仪	111
5.4.3	FOSC 介绍	113
5.4.4	分光技术的发展	113
5.5	天体谱线的证认	114
5.6	连续谱的测定	117
5.7	恒星的光谱分类和 H-R 图	119
5.7.1	一元分类	119
5.7.2	二元分类	120
5.7.3	最新的扩展	123
5.8	谱线轮廓的测定	124
5.9	视向速度和红移的测定	127
5.10	DFDI——高精度视向速度的测量	130
5.11	恒星自转的测定	133
	习题	135
第6章	天体的偏振测量	137
6.1	天体辐射的偏振	137
6.2	斯托克斯参量	138
6.3	分析偏振光的常用器件	140
6.3.1	双折射	140
6.3.2	主要器件	141

6.4	偏振光度计	144
6.5	天体的线偏振观测和资料处理	145
6.5.1	偏振的观测	145
6.5.2	资料处理	145
6.5.3	直接磁场观测	147
	习题	148
第7章	天体的红外观测	150
7.1	红外观测的重要性及特殊要求	150
7.1.1	红外观测的重要性	150
7.1.2	红外观测的特殊要求	150
7.2	红外探测器	151
7.3	红外光度测量和偏振测量	153
7.3.1	红外光度系统	153
7.3.2	红外光度测量	154
7.3.3	红外偏振测量	154
7.4	红外分光仪	154
	习题	155
第8章	空间天文观测	156
8.1	空间红外天文观测	157
8.2	空间紫外天文观测	159
8.3	X射线天文观测 γ 和射线天文观测	159
8.3.1	X射线的观测	160
8.3.2	γ 射线的观测	163
8.3.3	探测器	166
	习题	170
第9章	天体的一些基本参数的测定	171
9.1	天体的距离和光度	172
9.1.1	三角视差	172
9.1.2	天琴RR变星方法	173
9.1.3	周光关系方法	173
9.1.4	运动的星团视差	174
9.1.5	由红移测距离	175
9.1.6	一些典型的天文尺度	176

9.2	恒星的温度	176
9.3	恒星半径的测定	178
9.4	恒星的质量	180
9.5	食双星的测光轨道解和分光轨道解	181
9.5.1	双星的轨道根数和力学关系	181
9.5.2	如果是分光双星	182
9.5.3	如果是食双星	183
9.5.4	密近双星	186
	习题	187
	附录 天文知识补充	189
	参考文献	197

第 1 章 光学天文台址

古代的天文观测都是用肉眼在光学波段进行的,并不需要固定的天文观测台址。1609 年,伽利略的第一架望远镜问世,之后半个世纪,人们开始随身携带小型的望远镜;1667 年,巴黎天文台建立;1675 年,格林尼治天文台在伦敦建立。早期的天文台大都建在人口密集的大城市,如巴黎、伦敦、汉堡等。因为当时望远镜的口径小,城市的光污染小,且大城市交通和后勤供应便利。随着望远镜口径的增大、城市光污染的严重,天文研究对观测条件的要求越来越高,在 20 世纪上半叶,天文台从城市搬到山上,并对观测条件进行考察,如美国威尔逊山天文台、帕拉玛山天文台等,及后来的法国 Haute Provence 天文台、美国 Sacramento Peak 天文台,并且一批口径 1m ~ 5m 的望远镜问世。到 20 世纪下半叶,对地球大气影响的研究更深入,天文仪器精度更高,口径更大,价格更贵,天文研究课题更深入,对台址的要求越来越苛刻,也推动天文台选址理论和方法的迅速发展,人们逐渐认识到好的天文台址是天文观测的宝贵资源,至少和望远镜本身具有同等的重要性。为了让昂贵的望远镜充分发挥作用,一般要花几年甚至十几年的时间才能选出和确定一个好的台址。因此,很多天文学家打破国界,放眼全球,使好的天文台址成为全世界天文学家共享的天文资源。

1.1 热辐射和大气窗口

1.1.1 天体的热辐射

不同温度的天体,辐射的能量范围和分布各异,表 1-1 列出了温度由高到低、波长由短到长、能量由高到低的全波段的辐射。

表 1-1 天体辐射的电磁谱

辐射温度/K	波长	频率/Hz	能量(光子)/J
γ 射线 $\geq 3 \times 10^8$	$\leq 0.1 \text{ nm}$	$\geq 3 \times 10^{18}$	$\geq 2 \times 10^{-15}$
X 射线 $10^{10} \sim 10^5$	0.001nm ~ 100nm	$3 \times 10^{20} \sim 3 \times 10^{15}$	$2 \times 10^{-13} \sim 2 \times 10^{-18}$
紫外 $10^6 \sim 5 \times 10^4$	10nm ~ 300nm	$3 \times 10^{16} \sim 10^{15}$	$2 \times 10^{-17} \sim 7 \times 10^{-19}$
光学 $5 \times 10^4 \sim 10^4$	300nm ~ 1000nm	$10^{15} \sim 3 \times 10^{14}$	$7 \times 10^{-19} \sim 2 \times 10^{-19}$
红外 $10^4 \sim 10$	1000nm ~ 1mm	$3 \times 10^{14} \sim 3 \times 10^{11}$	$2 \times 10^{-19} \sim 2 \times 10^{-22}$

(续)

辐射温度/K	波长	频率/Hz	能量(光子)/J
微波 10~0.5	1mm~3cm	$3 \times 10^{11} \sim 3 \times 10^{10}$	$2 \times 10^{-22} \sim 7 \times 10^{-24}$
射电 $10 \sim 5 \times 10^{-4}$	1mm~30cm	$3 \times 10^{11} \sim 3 \times 10^7$	$2 \times 10^{-22} \sim 7 \times 10^{-27}$

在射电波段,由于大气电离层的反射,波长 $\lambda \geq 30\text{m}$ 的辐射完全不能到达地面上的观测者,即完全不透明。对 $\lambda \leq 100\text{nm}$ 的紫外线,由于大气中分子的电离,即臭氧层和电离层,同样也是不透明的。

正是由于这些影响,才使得在地面上只能在某些波段接收到天体的辐射,如图 1-1 所示。其中,不少间断是水汽的吸收造成的,尤其对红外波段的影响更大。所以,进行红外观测的地面天文台,对大气的积分水汽含量有较高的要求,最大不能超过 4mm。大气的影响在下面详细介绍。

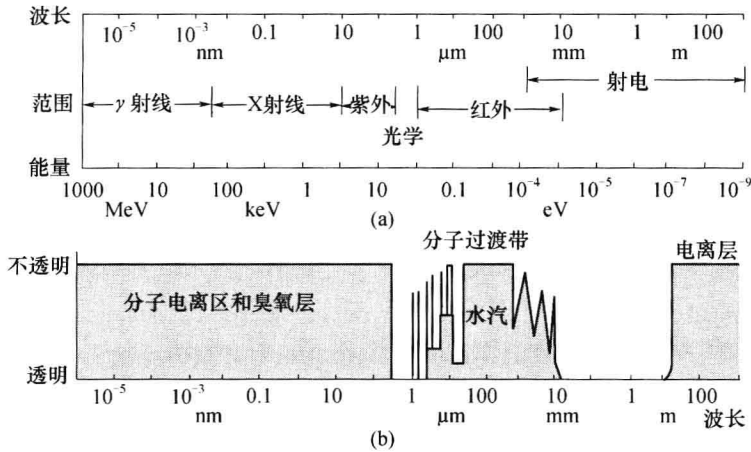


图 1-1 天体的电磁辐射和地球大气的吸收
(a) 天体辐射; (b) 大气吸收。

1.1.2 大气窗口

我们处于大气海洋的最底层,并透过它去观测地球以外的天体。选址的主要目的是尽可能地减少天体辐射所穿过的地球大气的影响。大气的影响主要在四个方面:折射、散射、吸收和闪烁。

(1) 大气的折射。想象大气是均匀的平行平面,折射率为 n_0 ,根据折射定律: $n_0 \sin z_0 = \sin z$ (z_0 为观测到的天顶距, z 为天体实际的天顶距)。如果更细地分为若干层,则

$$n_n \sin z_n = \sin z, n_{n-1} \sin z_{n-1} = n_n \sin z_n, n_{n-2} \sin z_{n-2} = n_{n-1} \sin z_{n-1}, \dots$$

$$n_1 \sin z_1 = n_0 \sin z_0$$

所以

$$n_0 \sin z_0 = \sin z \quad (1-1)$$

其结论是一样的,如图 1-2 所示。只要考虑望远镜所在位置的大气折射率即可。需要注意的是,这种平行平面大气层的假定只有在天顶距不大($z \leq 60^\circ$)时适用,我们观测到的折射角

$$\gamma = C \tan z \quad (1-2)$$

其中, C 为常数,大约 $60''$ 。更大的天顶距要考虑地球的曲率,采用更为准确的公式。

$$\gamma = A \tan z' + B \tan^3 z' \quad (1-3)$$

式中 $A = (\mu - 1) + B\mu$ 为海平面空气的折射系数;

$$B \approx -0.07;$$

z' ——视天顶距。

实际上, A 和 B 都与温度和气压有关,考虑了这些因素后的大气折射角的 Comstock 公式是

$$\gamma = 60.4'' \frac{b}{760} \left(1 + \frac{T}{273} \right) \tan z' \quad (1-4)$$

式中 b ——以毫米水银柱高表示的大气压;

T ——摄氏温度;

r ——折射角($''$)。

另外,大气的折射与波长也是有关的,折射率用 n 表示

$$n = 1.00287566 + 1.3412 \times 10^{-18} / \lambda^2 + 3.777 \times 10^{-32} / \lambda^4 \quad (1-5)$$

从式(1-5)还可以看出,不同波长有不同折射角。正因为折射率和波长有关,大气起棱镜的作用,产生色散,天顶距大时更为明显。

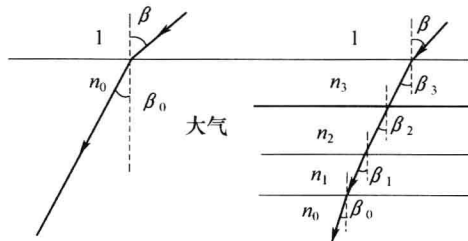


图 1-2 大气的折射

(2) 散射是大气中的尘埃和分子对光背景中的光子引起的。被散射的主要光源是人为光,如街道照明和工业光。可以用抗光污染滤光片 [Light Pollution Rejection (LPR) Filter] 进行测量,它可以吸收人为光中最集中的钠和汞的发射线。

设引起散射的粒子的尺度为 a ,光的波长为 λ ,见图 1-3,分为三种情况:

$a \gg \lambda$, 比如小水珠, 像薄雾、白云, 对所有的波长都等同性地散射, 因此颜色不会变化。

$a \approx \lambda$ 比如细的尘埃, 像抽烟的烟尘, 散射的能力和波长 λ 成反比, 即 $\propto 1/\lambda$ 。

$a \ll \lambda$, 在光学波段主要是大气分子的散射。由于辐射电磁场的影响, 使大气分子的作用类似简单的偶极子, 两极的电荷分别为 $+q$ 和 $-q$, 相距为 a , 因而, 偶矩 $p = aq$, 辐射使偶极子振动

$$p = p_0 e^{i\omega t} \quad (1-6)$$

辐射的功率正比于 $(\ddot{p} \sin \theta)^2 \rightarrow \omega^4 \sin^2 \theta$, θ 为散射方向和偶极子之间的夹角, 如图 1-4 所示。这就是 Rayleigh 散射, 和波长负四次方成比例。波长短的散射比波长长的更厉害, 所以天体看起来比实际更红。同时, 散射和角度 θ 有关, $\theta = 90^\circ$ 时散射最大, $\theta = 0^\circ$ 时没有散射。因而, 散射是各向异性的。白天太阳光被散射后, 天光被极化。

如果在射电波段, 波长长, 一般都是 Rayleigh 散射。

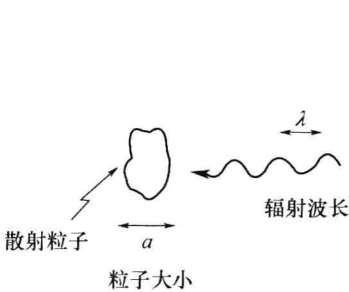


图 1-3 散射粒子和辐射波长

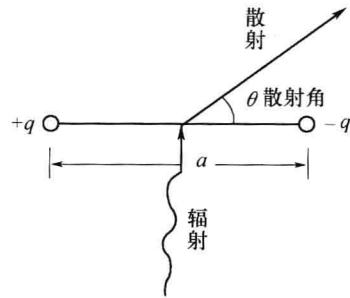


图 1-4 类似偶极子的分子散射

(3) 吸收最主要的是大气中的分子吸收带。我们把大气看成平行平面, 强度为 I 的辐射穿过厚度为 dl 的大气后, 强度变为 $I - dI$ 。

$$dI = -kI dl, \quad dI/I = -k dl \quad (1-7)$$

式中 k ——吸收系数 (k 是 I 的函数)。

如果从大气外积分到观测者, 则是整个大气的吸收。

$$-\tau = \int_0^L -k(I) dl = \int_{I_0}^I \frac{dI}{I} \quad (1-8)$$

$$\ln\left(\frac{I}{I_0}\right) = -\tau, \quad I = I_0 e^{-\tau} \quad (1-9)$$

如果 $\tau = 0$, 是透明的; $\tau \ll 1$, 称为光学薄; $\tau \gg 1$, 称为光学厚。

上面是天体在天顶方向的情况, 即 $dl = dz$; 如果被观测的源不是位于天顶,

而是和天顶方向成 β 角, 则 $dl = dz/\cos\beta$, 同样地, $dI = -kdl = -k dz/\cos\beta$ 。

$$I/I_0 = e^{-\tau \sec\beta} \quad (1-10)$$

如果按天文上的习惯, 用星等表示:

$$m - m_0 = -2.5 \lg\left(\frac{I}{I_0}\right) = 2.5\tau \frac{\lg e}{\cos z} = \Delta m \sec z \quad (1-11)$$

式(1-11)称为吸收定律。

$2.5\tau \lg e$ 是在天顶时的大气内和大气外的星等差, 称为消光系数。实际上, 消光系数和观测的波长有关, 选址中通常用 U 、 B 、 V 观测, 得出这三个颜色的消光系数。

(4) 闪烁是由大气中包含有密度增加或减小的湍流元引起的, 湍流元内外密度和温度的不同使折射指数起伏变化, 引起波前的改变, 使像斑的大小、形状、位置、亮度均发生变化。变化频率从一至几百赫兹。图 1-5 是一个简单的原理图, 由图可见:

① 尽管恒星的光亮是均匀的, 但在地面上观测, 在某个瞬间, 在一些地方看起来亮, 而在另一些地方看起来暗。

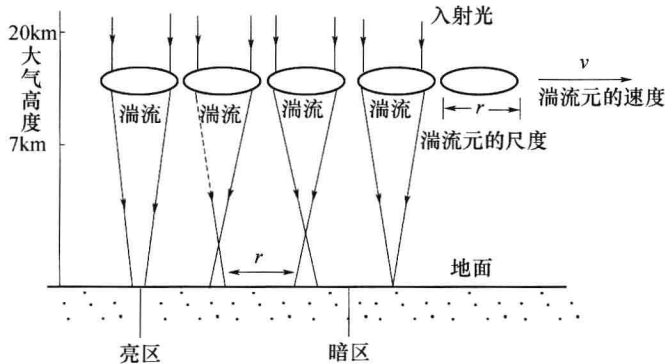


图 1-5 产生闪烁的原理

② 亮暗的图样将以一定的速度移动, 典型的速度是 10m/s , 所以, 如果站着不动, 看到星时明时暗, 就是俗语所说的“星星眨眼”, 这里的闪烁, 本质是强度变化。

③ 如果用望远镜观测, 分两种情况:

当望远镜的口径 $D < r_0$ (典型值 10cm) 时, 观测到的是单个湍流源的影响, 则很容易看到恒星的闪烁, 即位置和亮度不断变化。位置的变化在天文上叫做视宁度。闪烁的时间尺度 $\tau \approx r/v \rightarrow 0.01\text{s}$ 。

但当 $D > r_0$, 则观测到的是多个湍流源的综合结果, 统计平均使得看不到闪烁。其星象的大小和视宁度有关。辐射到达的角度大约为: $r/h \approx 10\text{cm}/7\text{km} \rightarrow$

3" (这里的 h 是产生湍流的高度, 假定是 7km)。 h 越大, 影响越小; h 越小, 影响越大, 所以近地面的作用很大。

实际上, 这种折射介质的影响在其他波段也有, 特别是频率为 100MHz 的射电。

1.2 大气消光和天光亮度的测量

1.2.1 大气消光

大气消光就是地球大气使天体来的光减弱, 有两个途径:

(1) 吸收: 主要由原子和分子造成, 使来的某些光子消失, 减小亮度;

(2) 散射: 由分子和尘埃造成, 影响源的强度和波长分布以及传播方向。

在选台址时, 测定消光系数和天光背景通常用光电光度计, 其结构见第 4 章。主要有以下两方面的观测: 第一, 选择两颗颜色相差大、位置靠近、亮度合适的标准星, 进行较差测量, 观测时间足以使大气质量变化大 (如大于 1), 可以测出一次消光系数 (或称主消光系数) 和二次消光系数; 第二, 为了将本系统转化为国际标准测光系统, 在天顶距较小的区域选择不同颜色的 6 颗标准星, 确定归化系数。 B 、 V 两色求消光系数和归化系数的综合公式为

$$V = v - k'_v M(z) - k''_v (B - V) M(z) + \varepsilon (B - V) + c_v \quad (1-12)$$

$$B - V = \mu (b - v) - \mu k'_{bv} M(z) - \mu k''_{bv} (b - v) M(z) + c_{bv} \quad (1-13)$$

式中 B 、 V ——国际标准系统的星等 (从星表中可以查到);

b 、 v ——本系统的观测星等;

k'_v 、 k'_{bv} ——一次消光系数;

k''_v 、 k''_{bv} ——二次消光系数;

ε 、 μ 、 c_v 、 c_{bv} ——系统归化系数。

通过多次观测, 每次观测都得到 b 和 v , 并能由观测时刻和星的坐标算出 $M(z)$, 用最小二乘法求出消光系数和转换系数。

其结果应归算到天顶, 即单位大气质量的消光, 以星等为单位。用不同的颜色系统, 就得到不同颜色的消光系数。图 1-6 看出不同颜色消光系数的变化。好的天文观测台址, V 的一次消光系数在 $(0.1^m \sim 0.2^m)$ ^①/大气质量, B 的一次消光系数在 $(0.25^m \sim 0.35^m)$ /大气质量。丽江高美古天文观测站 (以下简称高美古) 的 $k_v = 0.135^m$ /大气质量, $k'_{bv} = 0.298^m$ /大气质量。

① 上角 m 表示星等 (magnitude)。

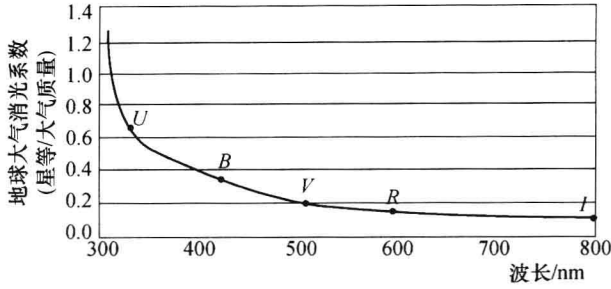


图 1-6 优秀台址消光系数随颜色(波长)的变化

1.2.2 天光亮度的测量

每平方角秒的天光背景相当于多少星等,则称天光亮度为多少。天光亮度主要来自以下几个方面:

(1) 散射的太阳光和月亮光。月相随时都在变化,散射的月光当然也不断变化。太阳存在晨昏蒙影(twilight)现象。

(2) 大气辉光(Airglow)。主要来自太阳的强烈辐射和高能粒子不间断地轰击地球大气的高层,引起大气的原子的激发和电离,形成某些特殊谱线,在光谱中可以分辨,但在测光中无法分辨。特别是在地球的磁极附近形成的极光,几乎使这里的观测无法进行。

(3) 光污染或人为光。包括城市和其他的光,人造卫星的反光,地面上的亮区(如冰雪、水面)反光等。

(4) 黄道光。实际也是太阳光,由太阳系平面的尘埃粒子散射的太阳光,这种光主要由于围绕黄道而得名。

(5) 地球大气外的其他天体的光。包括除太阳、月亮以外的其他天体,如行星和太阳系的其他天体和尘埃,可见和不可见的星系、恒星、星云、星际尘埃等。

可以看出,有些天光是无法避免的自然原因,而光污染是人为的。日本、美国的 Arizona、智利等都采取措施,保护天文台址,在美国 Tucson 法定了照明的规定,使离它只有 20km 的 Kitt Peak 天文台仍然能有较好的观测条件,可惜我国的很多城市还在进行亮化工程。

测量天光背景时,在天顶附近稍微移动望远镜的指向,找出输出最小的位置记录数据,这样可以避免暗星的影响。为了确定各个方向的差别,特别看是否有城市灯光的影响,也应在不同方向测量。读出的数据是通过整个光阑的天光亮度,必须准确知道通过光阑的天光面积,才能归算到天光每平方角秒的星等。光阑的大小可以让已知坐标的恒星在不跟踪的情况下通过穿过光阑直径所需的时间来确定,或理论计算。同样,用不同的颜色系统,就得到不同颜色的天光背景。

具体的观测和计算方法是,已知光阑对应天空的面积为 s (平方角秒),用选定的滤光片 $U(B, V)$,用一个已知视星等 $m_u(m_b, m_v)$ 的标准星, I_m 为观测标准星时光度计的读数, I_s 是该星附近天光的读数(已经包括了暗流), I_b 是欲测天光亮度区域的天光读数, I_d 为光度计的暗流。则每平方角秒对应的天光星等 $A[{}^m/({}''^2)]$ 为

$$A_u = m_u - 2.5 \lg \left(\frac{I_b - I_d}{I_m - I_s} \right) + 2.5 \lg s \quad (1-14)$$

其他颜色的天光亮度也可以用同样的公式得到。

天光亮度通常用每平方角秒的星等来量度,显然星等值越大表明背景越暗。优秀的天文台址,天光背景在 $21^m/({}''^2) \sim 22^m/({}''^2)$,不同颜色的值不同,丽江高美古的夜天光亮度的平均值是: V 颜色 $21.54^m/({}''^2)$, B 颜色 $22.34^m/({}''^2)$ 。天光亮度的影响主要在两方面:第一,亮的背景使可以达到的极限星等降低,也必然有大的背景噪声,降低信噪比;第二,天光亮度更主要地在于它随时间、季节、地点、方向变化,并没有固定的规律,因而在观测过程中,要随时进行观测,以便从被测天体的观测数据中减掉。

1.3 视宁度的测定和大气结构函数

天文台址的各种指标中,视宁度是最重要的指标之一。对没有使用自适应光学技术的大望远镜,星象的角直径是由视宁度决定的。一架4m望远镜放在视宁度为2''的台址,和一架2m望远镜放在视宁度为1''的台址上相比,极限星等是一样的,而后的分辨率更高。视宁度是由于地球大气引起的星象的亮度闪烁、形状破坏、位置变化。

视宁度的观测方法很多,但归纳起来大致分三类:观测星象的破坏;观测星象的位置变化;直接测量大气的参数。下面分别介绍。

1. 测量星象的破坏

1955年,A. Danjon提出用小望远镜(15cm~25cm)目视的方法看亮星的衍射环。大气的影晌使星象并非是一个中心亮斑和若干圈完整的衍射环,而是受到一定的破坏,根据受到破坏的程度来估计视宁度。这种方法的主观性比较大,不同观测者的视力、经验等有一定的差别,难以比较。因此,现在的定点观测中已无人使用。但是,在选址初期的普查中,由相同的观测者进行相对比较还是有一定价值的。

2. 测量星象的位置变化

视宁度使在焦点的星象位置不断变化,测量这种变化,便可以反过来推算出视宁度。20世纪30年代,E. B. King就提出并实现了用拖影方法测量视宁度,20世纪60—70年代选出的Kitt Peak、Mauna Kea、Calar Alto、ESO都用过这种方法。具体方法是,望远镜对准天空一颗较亮的星,不跟踪,让星象在焦面的底