

γ 射线爆的研究进展¹⁾

——20 世纪天体物理第三次大辩论

陆 焱

(南京大学天体物理研究室, 南京 210093)

摘要 γ 射线爆的研究已经历了 20 余年, 无论观测上或者理论上, 均已积累了大量的数据和资料, 构思了不少想法和模型。然而, 1991 年 COMPTON GRO 天文卫星上天以后, 一系列的观测结果将这个领域推向空前激动人心的前沿, 矛盾十分突出, 几乎要求从头重新研究, 对 γ 射线爆的时间特征、能谱性质、辐射区物理、空间分布等方面, 进行了分析和讨论, 阐述了近年来的研究进展, 指出了存在的主要问题以及这个领域研究的重要意义。

关键词 γ 射线爆, 中子星, 康普顿天文卫星

Abstract In the field of γ-ray burst since its discovery in 1973, abundant observational data have been accumulated and a lot of theoretical ideas and models proposed. However, the new discoveries obtained by BATSE of Compton Satellite (GRO) launched in 1991 greatly excite the whole community of astronomers and astrophysicists in this field. They almost put all researches go back to the starting point and make them to be redone. In this paper, the time profiles, radiation spectra, physics of radiation regions and spatial distribution of γ-ray bursts are discussed and analyzed. Especially, the important achievements in recent years are described, and the main difficulties and the importance of this field are also pointed out.

Key words γ-ray bursts, neutron star, Compton observatory

γ 射线爆 (γ-ray bursts, 以后简称 γ 爆), 是来自宇宙空间的一种 γ 射线突然增强的现象。这是 1967 年进行核爆炸监测时无意中发现的。但是, 这个发现直到 1973 年解密后才发表出来^[1]。此后, 不少天文卫星投入了对 γ 爆的观测研究。

γ 爆是一种短时标现象, 持续时间一般只有几秒、几十秒, 少数可以长达几百秒, 短的可到几毫秒。其光子能量主要在 10keV—10MeV 间, 也有少数甚至可以到几百 MeV。X 射线波段(10keV 以下)的光度一般很低, 只在 γ 射线光度的 2% 以下。但是, γ 爆决不是偶见的稀有现象。如果一直有合适的卫星在观测, 几乎每天都可以发现新的 γ 爆。事实上, 至今所发现的 γ 爆已不下 1500 次。

观测研究 γ 爆的主要困难在于, 这是一种随机的爆发现象, 无法事先预测, 因而不能作有准备的观测研究; 同时又未发现 γ 爆与已知天体的成协关系, 从而无法直接得知 γ 爆的距离; 再则, 观测资料本身也还存在着矛盾。长期以来, γ 爆这种天体究竟是“近在眼前”, 还是“远在天边”, 人们不得而知。如果 γ 爆源是太阳系附近的天体, 那么爆发涉及的能量只有约 10^{19} J, 相当于不大的一块陨石掉到中子星上所释放的能量。如果 γ 爆源在银河系的晕中, 那么涉及的能量约为 10^{31} J, 中子星上的局部过程, 如星震、核燃烧等, 可以产生这种能量。如果 γ 爆源在宇宙学距离上, 那么涉及的能量将高达约

1) 1994 年 8 月 12 日收到初稿, 1994 年 11 月 4 日收到修改稿。

10^{46} J, 相当于甚至超过超新星爆发的能量, 即涉及中子星整体的能量。可见, 没有距离知识就完全无法了解其物理机制。

在 COMPTON γ 射线空间天文卫星 (GRO) 发射升空前, 许多卫星已对 γ 爆作了长期的观测研究, 取得了不少空间分布、时间变化、能谱等数据和资料, 同时也得到了相当的理论认识。1990年7月29日至8月3日, 在美国 NEW MEXICO 洲 Taos 城召开的 Los Alamos γ 爆学术会议是这一时期 γ 爆研究的一个总结。我参加了这次会议。无论观测还是理论, 这次会议主要集中在研究银河系内磁中子星上的局部过程^[2]。 γ 爆是银河系内天体成为了会议的主旋律。只有 Paczynski 等^[3]极少数人的研究基于宇宙学距离上的 γ 爆。然而, 八个月后, 即 1991年4月5日, COMPTON 卫星发射成功。安装在其上的仪器 BATSE 很快观测到了 γ 爆的空间分布是高度各向同性而又不均匀 (越远越少)^[4]。这个事实不支持 γ 爆的银河系起源而却支持宇宙学起源的观点。但是, 宇宙学距离上的 γ 爆必然要求在极小的体积内释放巨大的能量, 这难以在短时标内完成, 而且要解释能谱也还远非易事。如果要避免宇宙学距离引起的困难, 那就只有假设 γ 爆处于大大扩展了的银河系暗晕内。这样大的银河系暗晕也是难以解释的。总之, BATSE 的发现整个地扭转了 γ 爆的研究方向, 使之处于十分混乱的局面, 摆在人们面前的是需要重新研究的艰巨的任务, 同时也为人们提供了一个不可多得的绝好机会。

γ 爆源是一种短暂发射很强 γ 射线的天体。1991年 COMPTON 卫星发射以前, 已观测到五、六百个, 而 1991年以来短短三年, BATSE 观测到的已达千余个。

γ 爆有两种类型: 一类叫做软 γ 重复爆源 (记作 SGR), 另一类叫做经典 γ 爆 (记作 GRB 或 GB)。软 γ 重复爆源只发现了三颗, 即 SGR 0526-66, SGR1806-20 和 SGR1900+14。爆发现象重复发生, 有一个 (即 SGR1806-20) 甚至已观测到重复爆发了 100 余次。这类爆的

时间波形比较简单, 持续时间比较短 (一般 < 1 s), 谱比较软。著名的 1979年3月5日 γ 爆 (记 GB790305b) 实际上就是软 γ 重复爆源 SGR0526-66 的一次爆发。经典 γ 爆为 γ 爆中的极大部分, 没有重复爆发现象, 时间波形多样, 可以呈现多峰复杂结构, 持续时间有长有短, 谱比较硬。由于 γ 爆是突然性的爆发, 方位定得不是很准, 通常用爆发日期来对 γ 爆命名。如果一天内观测到几个 γ 爆, 则按先后次序以英文字母标定之。比如, GB790305b 中之 b 表示那次著名 γ 爆实为当天第二次观测到的 γ 爆。因为软 γ 重复爆源可以多次观测, 方位相对地可以定得较准, 常用方位赤经 (如 $05^{\text{h}}26^{\text{m}}$) 赤纬 (如 -66°) 来记爆源 (如 SGR0526-66)。通常所说 γ 爆, 主要指经典 γ 爆, 本文也将主要讨论这种 γ 爆。但是, 软 γ 重复爆源最近也有重要进展, 我们将在第八节中专门讨论。

1 时间特征

γ 爆的持续时间一般在秒级, 大多在百毫秒至百秒间, 也有少数更短些或更长些。上升时标一般很短, 在毫秒级, 甚至可达亚毫秒。衰减部分略慢。波形多种多样, 有简单的单峰结构, 有复杂的多峰结构, 有很宽的大峰, 有窄峰带着缓慢衰减的长尾等等。图 1 为 γ 爆波形的几个例子。

一个线度为 l 的辐射源, 只能观测到长于 l/c 的光变时标, 因为来自辐射源各处的光, 到达观测者有先有后, 会平滑掉更短时标的光变。观测到 0.1ms 的光变, 就意味着 γ 爆源的线度小于 30km。因此, γ 爆源一般认为是中子星。

2 连续谱

虽然 γ 爆只是一个短暂现象, 能探测到的 γ 射线总光子数并不多, 人们还是对一段一段时间分别测出了粗略的能谱, 提供了不少宝贵的信息。

γ 爆的辐射主要在 10keV 至 1MeV 之间, 呈连续谱。原苏联 VENERA11-14 卫星的仪器 KONUS 做过大量能谱观测^[6]。由于光

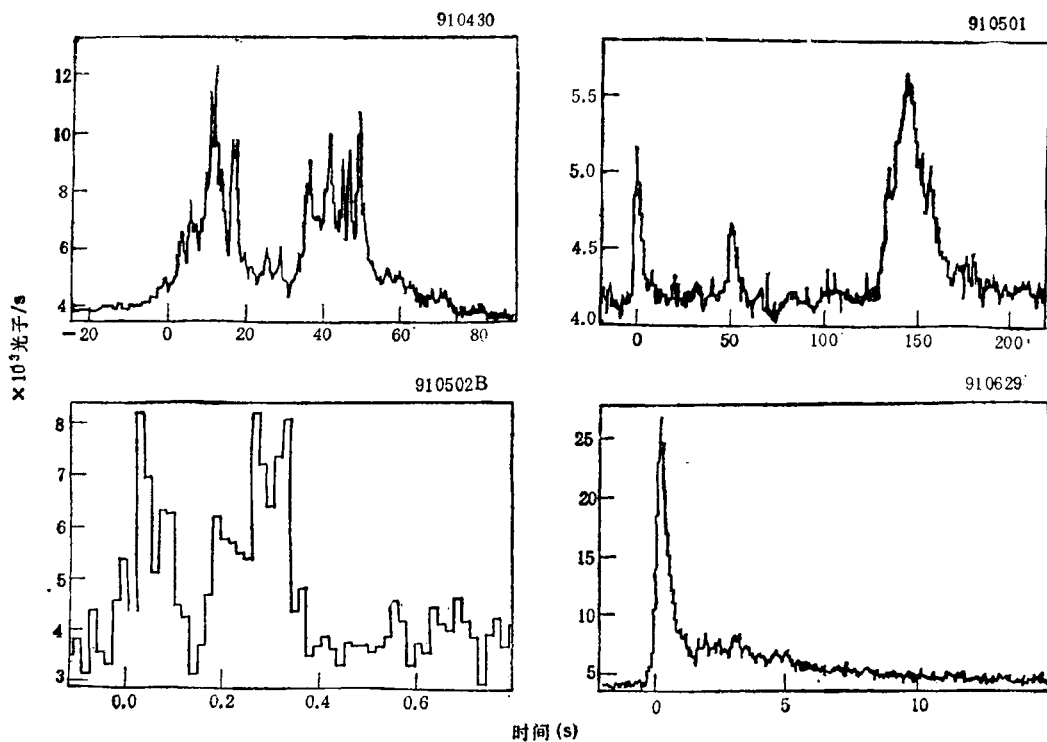


图1 BATSE 测得的四个 γ 爆的波形^[5]

子数少,能谱测得相当粗糙,通常可以用热同步辐射(TS)、热韧致辐射(TB)或逆康普顿散射(IC)来拟合(见图2)^[7],甚至也可用幂律谱来拟合,但肯定不是热(黑体)谱。这就是说,连续谱的辐射区不可能是光学厚的,辐射与电子之间并未达到热平衡,但电子自身可能已达到平衡,因而可以遵循麦克斯韦分布。拟合表明,电子的温度一般在几百 keV 量级 ($10^9\sim 10^{10}\text{K}$)。

能量高于 $2mc^2$ (约 1MeV) 的光子在强磁场中会转化为正、负电子对。因此,1MeV 以上的光子应明显减少。但是, SMM (solar maximum mission) 卫星上的 γ 射线谱仪(GRS)在 γ 爆 1MeV 以上连续谱中未见明显切断,却见以幂律谱形式延伸,往往一直延伸到 10MeV 甚至更高(图3)^[8]。这个高能尾巴的发现具有重要意义,意味着这些光子必来自弱磁场区,或强磁场区只有很小的线度。

10keV 以下低能(X 射线)部分的光度一般极低,不易观测到。1988 年,日本 GINGA 卫星成功地观测到了一些 γ 爆的软 X 射线尾巴^[9]。

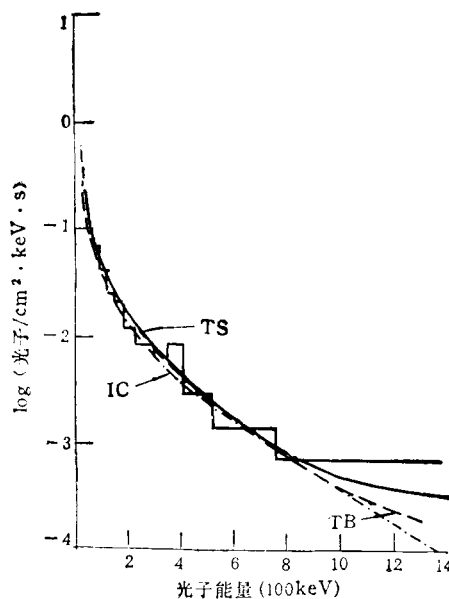


图2 GB780918 连续谱的三种拟合^[7]

图4给出了 γ 爆 GB870303 后面部分两段时间内的 X 射线谱拟合。拟合谱是温度为 1.6 和

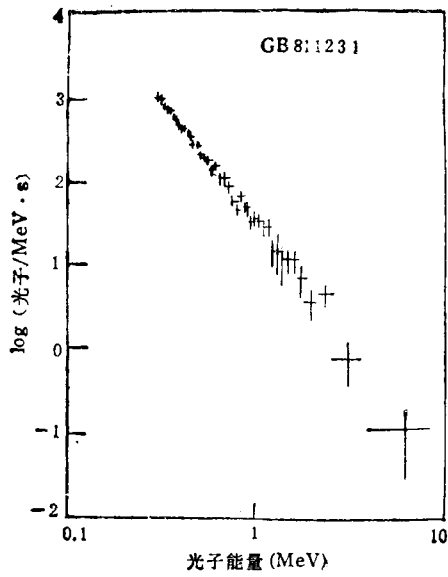


图3 GB811231 的高能尾巴^[9]

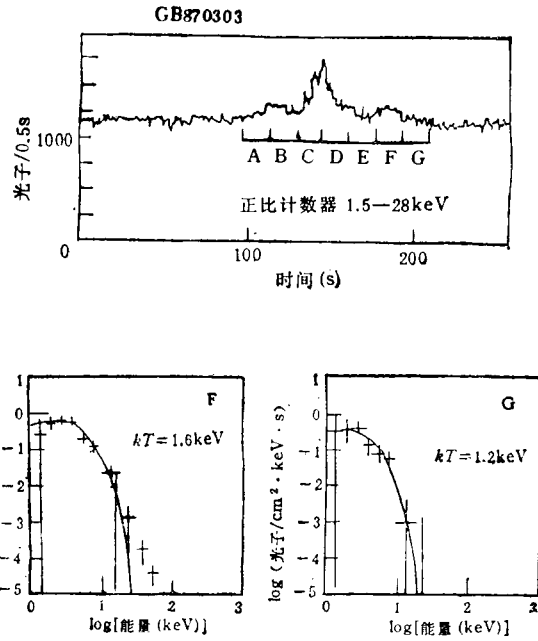


图4 GB870303 能谱X射线尾巴的黑体谱拟合^[9]

1.2keV 的黑体谱。这个发现极其重要。利用 Stefan-Boltzmann 定律,据黑体谱,可以推知光度,再据观测的流量,可以推知距离。由此估计的 γ 爆距离一般在 kpc(1pc = 3.26 光年)量级,使不少人相信 γ 爆是银河系内天体。

3 线状谱

在一些 γ 爆能谱中,叠加在连续谱上,还可以观测到一些线状谱。KONUS 给出了明显的低能(几十 keV)吸收线和高能(四百多 keV)

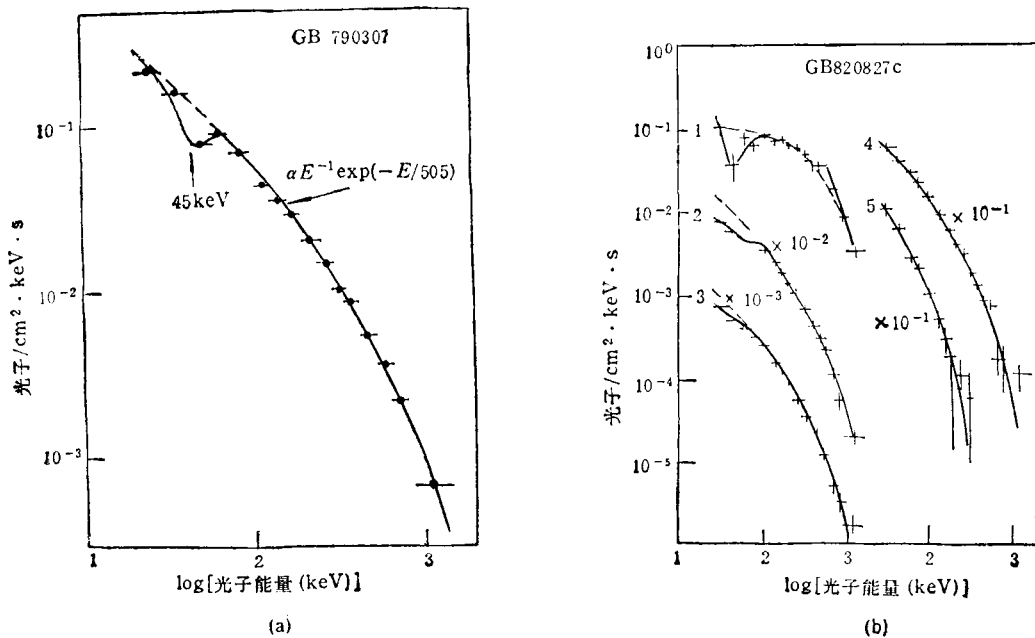


图5 GB790307 的吸收线(a)和 GB820827c 的吸收线和发射线(b)^[10]

发射线特征。大约 20% γ 爆有吸收线, 10% 有发射线。图 5 的(a)和(b)显示了 GB790307 的吸收线和 GB820827c 的吸收线和发射线特征。图 5(a)中也给出了连续谱的特征温度为 505 keV 的热致辐射拟合^[10]。图的纵坐标为流量, 横坐标为光子能量。这些结果也得到了一些别的卫星观测的支持。但是, SMM 卫星却并未观测到发射线。一般地说, 无论连续谱或者线状谱, 都会随时间而演化, 时隔几秒, 连续谱的特征温度和线状谱的隐现都会有很大变化。图 5(b)给出了 GB820827c 在五个时间间隔内的谱形。显然, 连续谱的等效温度有了明显的变化, 而初时清晰可见的吸收线和发射线特征, 后来就不见了。

发射线的自然解释是看作正、负电子对的湮灭辐射。其光子能量之所以仅为四百多 keV 而不是 511keV, 是因为经受了中子星表面引力红移的结果。比如, GB790418 的发射线为 450keV, 对应的红移量为 $Z = 0.12$ 。按引力红移理论估计, 这个红移量相当于离质量为一个太阳质量的中子星核心 15km 处的引力红移, 正是在中子星表面附近。这是支持 γ 爆起源于中子星的又一证据。

几十 keV 的吸收线通常解释为回旋吸收线。一个电子在磁场中会作圆周运动, 从而形成能级 $E_n (n = 1, 2, \dots)$, 称为朗道能级。光子被朗道能级上的一个电子吸收而激发到更高能级去, 就会导致回旋吸收线, 对应能量可表示为

$$E_B = 11.6 B_9 \text{ keV}.$$

GB790307 能谱中有 45keV 的吸收线, 对应的 $B_9 = 3.9$, 意味着所在地的磁场强度高达 $3.9 \times 10^9 \text{T}$, 正是中子星的典型磁场。这是支持 γ 爆起源于中子星的又一证据。但是, 这一证据又与高能尾巴要求弱磁场相矛盾。

KONUS 的吸收线数据常引起一些疑问, 这是因为, 一则, 显示吸收线的数据点很少, 不清晰; 二则, 吸收线已接近 KONUS 仪器的低能截止端。GINGA 卫星是专门设计的 X 射线卫星, 低能性能很好, 其低能端几乎一直延伸到 1keV。GINGA 卫星清晰地观测到了两条吸收

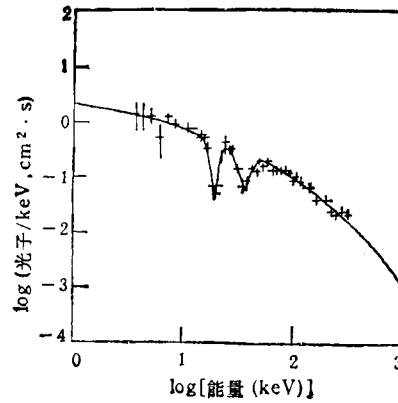


图 6 GB880205 能谱的双吸收线^[11]

线 (回旋基波和一次谐波)^[11]。图 6 显示了 GB880205 的两条吸收线, 它们的能量分别为 19.3 ± 0.7 和 $38.6 \pm 1.6 \text{keV}$, 后者正好为前者的两倍, 从而明确地证明了其回旋线的起源, 与此相应的磁场为 $1.7 \times 10^9 \text{T}$ 。

4 谱偏折

COMPTON GRO 卫星上的 BATSE 三年来已发现了上千个 γ 爆。然而, 在能谱方面, 发表的资料还不很多。关于谱偏折现象 (spectral breaks) 的发现算是比较重要的一个^[12]。Schaefer 等分析了 BATSE 测得的 100keV—27MeV 范围 18 个 γ 爆谱, 指出: 大多可用指数在 -1.36 与 -2.29 之间的幂律谱拟合, 但有五个不能用单一幂律谱拟合, 而可分两段用两个幂律谱来拟合, 其偏折处在 400keV 与 2MeV 之间。图 7 绘制了 GB910814—69275 峰值处的

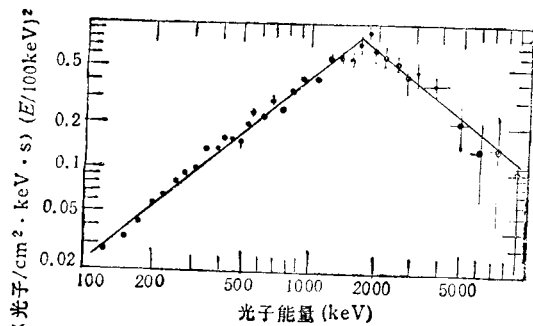


图 7 GB910814—69275 能谱的偏折^[12]

偏折幂律光子谱, 偏折发生在 1.6MeV 附近很窄的能量范围内。偏折现象表明, 某一能量阈值以上存在附加 γ 光子吸收。这种吸收可以是光子-光子碰撞产生电子对, 光子在强磁场中转化为电子对等等。注意, 图中纵坐标与通常所用的流量不同, 这里多乘了一个因子 $(E/100 \text{ keV})^2$, 是为了突出偏折点, E 为光子能量。要与通常的谱图比较, 此图应除以因子 $(E/100 \text{ keV})^2$ 。以前没有发现这个偏折现象是因为谱的高能部分误差比较大, 不易测准。实际上, SMM 卫星的数据中已经观测到在一些 γ 爆能谱中高能端有变陡的迹象, 这便是偏折。这一现象的出现, 稍稍缓解了高能尾巴对强磁场的限制。

5 辐射区

黑体谱不能拟合 γ 爆观测谱。这一事实表明, γ 爆辐射应属于光学薄情形。正是因为光学薄, γ 爆能谱的研究应能比较直接地反映辐射区物理。但是, 电子因热同步辐射、热韧致辐射和逆康普顿散射而冷却的过程都非常快, 时标均远远短于 γ 爆持续时标。要维持整个 γ 爆持续时间内的辐射, 电子必须不断地得到能量补充(加速机制)。因此, γ 爆的时间变化并不反映辐射机制, 而是反映电子能量补充过程。

Liang^[7] 基于热同步辐射模型和低能光子的自吸收性质, 经与 KONUS 的观测结果拟合, 得到 γ 射线辐射区的电子柱密度为

$$n_l = 10^{20} - 10^{21} \text{cm}^{-2}.$$

据湮灭发射线与 KONUS 的观测结果比较, 要求正电子数密度

$$n_+ = 10^{23} - 10^{25} \text{cm}^{-3}.$$

可见, γ 爆辐射区的厚度仅约

$$l = 10^{-6} - 10^{-2} \text{cm}.$$

我们利用连续谱与湮灭线谱辐射功率之比, 提出了直接计算辐射区厚度的方法^[13]。因为连续谱直接来自辐射区, 其功率与辐射区体积成正比, 而湮灭线形成于从辐射区逸出的正电子与区外电子的湮灭, 其功率与辐射区面积成正比, 比值便直接包含有关辐射区厚度的信息。

这样算出的辐射区电子柱密度也为约 10^{21}cm^{-2} , 与 Liang 的结果一致。

王其令等利用回旋共振散射计算了吸收线^[14], 证明了为得到 GINGA 卫星测得的 GB880205 的双吸收线结构, 辐射区厚度必须非常薄, 电子柱密度也在 10^{21}cm^{-2} 量级。

迄今, 脉冲星已发现约 600 颗, γ 爆已不下 1500 颗, 这是中子星两个最大的品种。但是, 两者之间没有发现过任何成协关系。最自然的是假设 γ 爆为熄灭了的脉冲星。这样, 两者就落在 $P-\dot{P}$ 图上的不同区域(这里 P 是中子星的自转周期, \dot{P} 是周期变率)。就是说, γ 爆源是磁场弱且周期长的(老年)中子星。这里的磁场是按脉冲星守时观测推算出来的磁场, 主要指整体性的偶极背景场。另一方面, 回旋吸收线的存在表明 γ 爆应有强磁场。这可以是局部性的强磁场。为解决此矛盾, 我们提出了一个细磁流管假设, 认为中子星表面附近, 至少在 γ 爆活动期, 存在大量细磁流管^[15-17]。管外是背景弱磁场, 管内是强磁场。经计算, 与 GB880205 的双吸收线结构比较, 可以定出磁流管内电子横向柱密度也在 10^{21}cm^{-2} 量级。如果取电子密度为 10^{25}cm^{-3} , 则磁流管的半径约在 10^{-4}cm 量级, 是非常细的磁流管。

可见, 从各种不同角度分析, γ 爆辐射区的线度都非常小。如何形成和维持这种小尺度辐射区, 是 γ 爆研究中的一个有趣问题。

6 空间分布

COMPTON GRO 卫星发射以前, 人们已经发现了大量 γ 爆, 知道 γ 爆的空间分布大体上是各向同性的^[18]。只是由于以往所用探测器灵敏度等性能不够好, 不能很好地探测弱源, 所以 γ 爆空间分布是否均匀, 是否只在小范围内各向同性, 不能作出结论。人们最多也只认为仅是粗略的各向同性。仅此也已促使人们提出了能反映这一点的 γ 爆银河系晕模型^[19], 甚至宇宙学模型^[20]。前者认为 γ 爆主要分布在银河系晕内。这个观点与老年中子星观点一致, 因为中子星的速度很大, 老年中子星一般多跑到

银河系晕中去了。由于地球(太阳系)不处在银河系中心而处在偏心的位置上,这个模型只给出了粗略的各向同性。不过,毕竟这仍为银河系模型,并不要求太远的距离,因而不与中子星局部过程的模型相冲突,为多数人接受。宇宙学模型可以自然给出各向同性,但要求极高的爆发能量,不易解释时间和能谱特征,那时只有极少数人持这种观点。

COMPTON GRO 卫星的 BATSE 比以往仪器有了大幅度的改进,可以测量很弱(因而很远)的 γ 爆,且角精度可达约 2° 。因此,人们期望 BATSE 能找出各向异性来。令人吃惊的是, BATSE 的观测结果不是揭示各向异性的出现,而是更显示高度的各向同性分布^[4]。图 8 所示是 BATSE 从 1991 年 4 月 21 日起两年

观测到的 591 个 γ 爆在银道坐标系中的角分布^[21],没有向银道面和银心方向集聚的任何迹象,也没有两个量来定量地描写这种空间角分布,即偶极矩 $\langle \cos\theta \rangle$ 和四极矩 $\langle \sin^2 b \rangle$, 这里 θ 为 γ 爆源与银心间的夹角, b 为银纬,括号表示平均。BATSE 测得结果的新近值是

$$\langle \cos\theta \rangle = 0.034 \pm 0.027$$

和

$$\langle \sin^2 b \rangle = 0.316 \pm 0.014^{[22]}$$

对于各向同性分布,期望值应为 0 和 $1/3$,考虑到实际测量的天空非均匀覆盖后,期望值为 -0.014 和 0.329 。可见, BATSE 结果显示了高度的各向同性。作为比较,图 9 给出了射电脉冲星在银道坐标系中的角分布,其高度非各向同性是十分明显的,明确表明其为银河系内

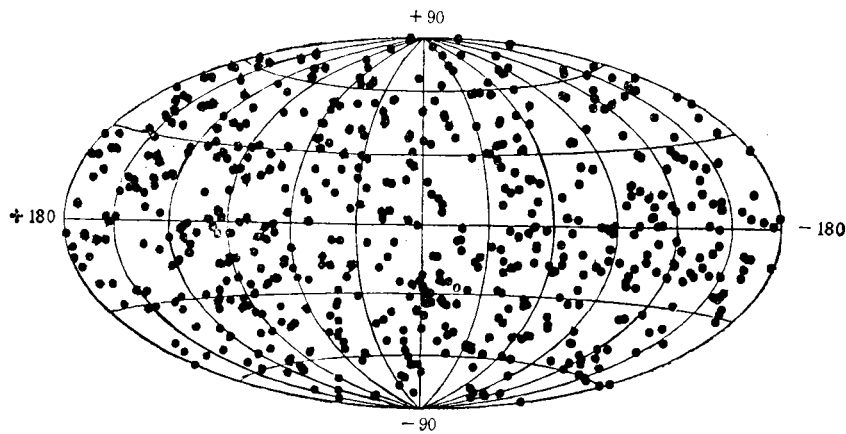


图 8 591 个 γ 爆的高度各向同性的空间分布^[21]

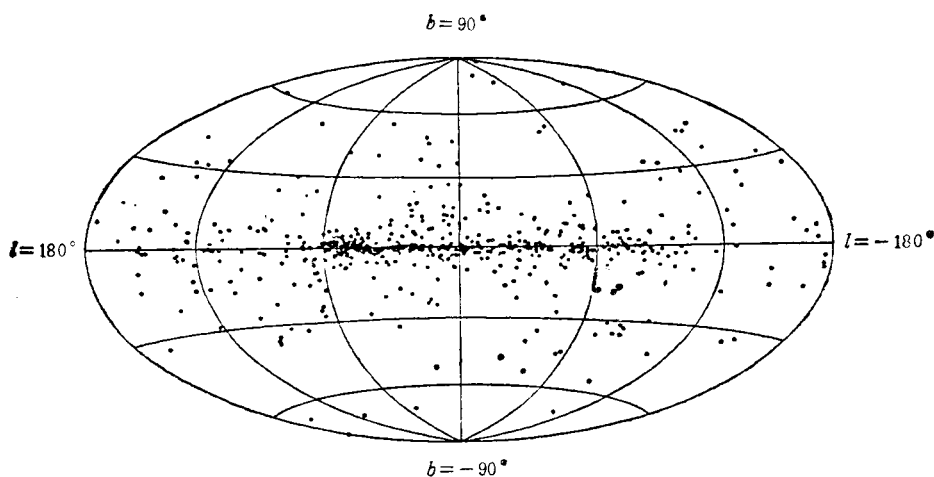


图 9 射电脉冲星的空间分布^[22]

天体,与 γ 爆形成鲜明对照。

另一方面, γ 爆远近的空间分布却不均匀,越远(越弱) γ 爆越少^[4]。虽然我们并不知道 γ 爆的实际距离,但却可以通过距离的相对比较(强度的相对比较)来获得信息。设 C_{\max} 为 γ 爆峰值计数率, C_{\min} 为触发阈计数率。图10表示强于某峰值强度的 γ 爆数目 $N(>C_{\max}/C_{\min})$ 随峰值强度 C_{\max}/C_{\min} 的变化^[21]。如果分布是空间均匀的,那么图中的斜率应为 $-3/2$ 。实际的分布(特别是弱源)明显地偏离 $-3/2$ 律,表明越弱(越远)的 γ 爆越少。

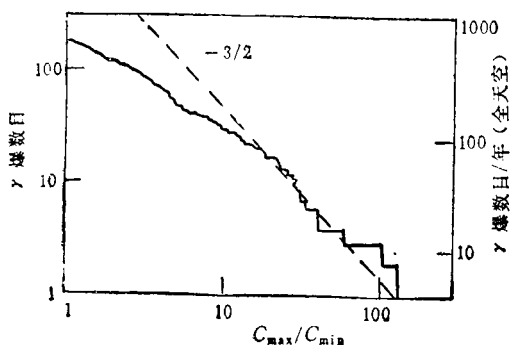


图10 γ 爆数目按 C_{\max}/C_{\min} 的积分分布^[21]

BATSE的这个重大发现令人无可置疑地相信, γ 爆的空间分布是高度各向同性而又 不均匀(越远越少)的。这是一个惊人的发现。由于银河系内的物质分布是不均匀的,集中于银道面和银心,而太阳系又位于远离银心的偏远地方(离银心约三万光年),从地球上的观测者(包括地球卫星)来看,很难想像会看到BATSE发现的这种空间分布,除非这种天体,要么十分近(比如亮星),要么十分远(比如类星体、微波背景辐射)。

一般地说,各向同性分布有三种可能。一种认为就在太阳系附近,在银盘内,称为盘模型。由于BATSE能测量相当弱的源,已超出银盘范围,这个模型不可能在BATSE观测到的那样纵深的范围内保持各向同性,而且也难以解释越远越少的非均匀性。这类模型几乎已被排除。另一种属于宇宙学的模型,认为 γ 爆发生在宇宙学距离上^[20,24],因而爆发能量必

须很大,在超新星爆发的量级上,光度达到 $10^{45}\sim 10^{46}\text{J/s}$ 。这个模型的好处在于可以非常自然地解释各向同性,而宇宙学红移又可以提供解释越远越少的自然机制。但是,这个模型在解释 γ 爆时标和能谱结构等方面还存在相当大的困难。再一种属于银河系晕的模型,认为 γ 爆分布在离银心很远的晕中。为了解释高度各向同性,这种晕离银心的距离必须远远大于太阳系离银心的距离,一般地要求50kpc(十六万光年)甚至100kpc或更远。这样的距离已经到达甚至超过邻近星系大、小麦哲伦云了。通常,银河系晕的密度分布可表示为 $\rho \propto (R_c^2 + R^2)^{-1}$, R_c 为核心半径。新近的计算表明, R_c 应大于34kpc,晕的范围要达到140kpc。这样大的范围已远超过银河系暗物质晕,与银河系任何已知源的分布都对不上号。如何解释这么大的晕,还是一个很大问题。目前被人们考虑得比较多的是后两类模型。

7 一个特强的 γ 爆事例: GB930131

1994年2月,美国主要天体物理杂志Astrophysical Journal上破例连续刊载了四篇论文,报道的都是1993年1月31日用不同仪器观测的同一个 γ 爆事例,这是迄今发现的最强的一个 γ 爆。

据BATSE的观测^[25],GB930131的峰值计数率达到甚至超过每秒 2×10^6 个光子,主要集中在短于0.1s的时间内发射出来,衰减较慢,延续达50s,见图11。图中纵坐标为计数率(光子数/s),横坐标为从触发算起的时间(s)。图11中,(a)是在1.024s分辨率下测得的 γ 爆的时间变化(对25keV以上),虚线为背景拟合。(b)是在0.064s分辨率下最初2s情况的扩展结果。显然,一个峰中实际上包含有相隔不到1s的两个主峰。(c)是第一个峰中0.010s起在0.075s内分三个能段(25—100keV, 100—300keV和300keV以上)给出的1ms分辨率的时间变化波形。高能段中又分出了两个峰。(d)给出了第二个峰的8ms分辨率的波形。其中实线表示300keV以下能段,虚线表示300keV以

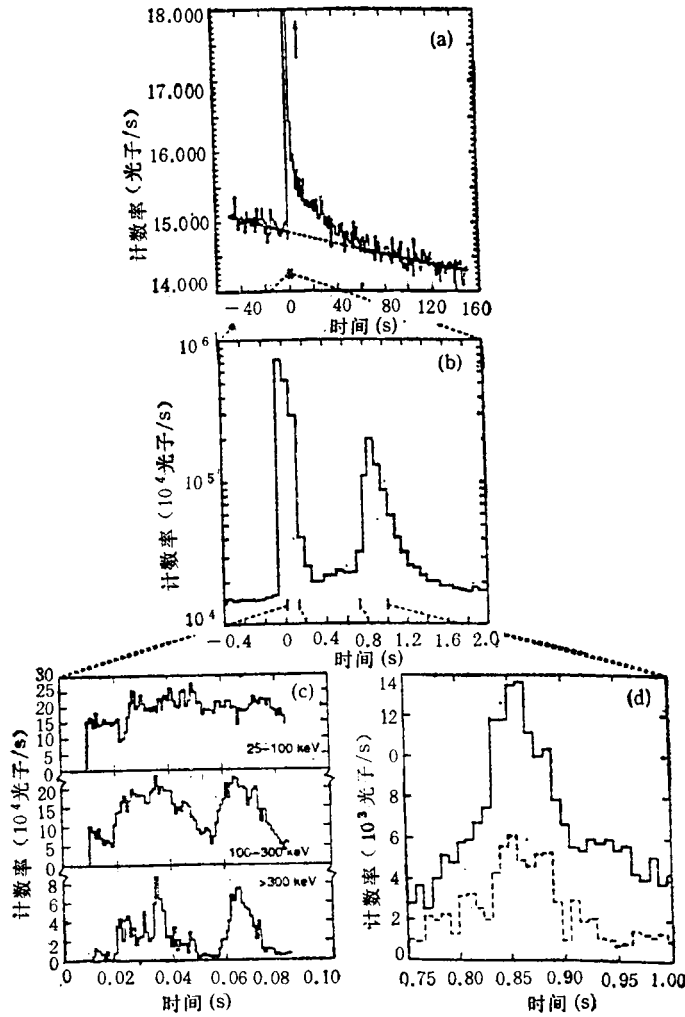


图 11 BATSE 观测到的 GB930131 的时间变化^[23]

上能段, 这里未见进一步的结构。由于这个 γ 爆很强, 光子数多, 同时 BATSE 仪器的时间分辨率很高, 可以测量毫秒级的能谱变化。BATSE 测量了第一个主峰内 (0.010—0.082s) 每 2ms 间隔的硬度比, 即 ($> 100\text{keV}$)/($25-100\text{keV}$), 发现硬度比在相当大范围(0.2—1.8)内有毫秒时标的快速起伏变化。BATSE 得到的 0.099—49.25s (包括了第二个主峰和其后的衰减尾部) 的能谱, 发现可用偏折幂律谱来拟合, 偏折点在 $E = 170 \pm 27\text{keV}$ 处, 高能部分的谱指数为 -1.9 ± 0.1 , 低能部分的谱指数为 -1.30 ± 0.05 。

COMPTON GRO 卫星上的高能仪器

表 1 EGRET 测得的 16 个光子的到达时间及其能量

到达时间 (s)	能量 (MeV)	到达时间 (s)	能量 (MeV)
1.657	80 ± 40	6.764	109 ± 51
1.771	30 ± 18	8.273	53 ± 25
2.168	464 ± 47	8.959	109 ± 51
2.318	173 ± 20	10.725	52 ± 14
2.567	48 ± 11	13.758	46 ± 16
2.684	164 ± 46	13.922	179 ± 21
3.904	124 ± 39	16.010	381 ± 92
4.102	891 ± 94	26.501	1235 ± 248

EGRET 同时测量到了 GB930131^[26]。在 γ 爆期间, EGRET 观测到 30MeV 以上共 16 个 γ 光子, 如果按随机概率(本底)计算, 这期间只应

观测到 0.04 个 γ 光子。表 1 列出了 16 个光子的到达时间(从 18:57:10UT 算起)及其能量。将这些光子分成五段,可用幂律谱来拟合,光子谱指数为 -2.0 ± 0.4 。值得注意的是,这个 γ 爆的光子能量一直延伸到了 GeV 量级。

COMPTON GRO 卫星上的另一仪器 COMPTEL 也同时测量到了 GB930131^[27]。这个仪器可以较好地测定 γ 爆的位置。结合 COMPTEL 和 EGRET 的数据,可以较好地定出这个 γ 爆的位置为

$$\alpha_{2000} = 12^{\text{h}}12^{\text{m}} \text{ 和 } \delta_{2000} = -10^{\circ}21',$$

其 1σ 误差为 $32'$ 。用 COMPTEL 得到的直到 10MeV 以上的谱也可拟合为幂律谱,幂指数为 -1.8 ± 0.4 。COMPTEL, EGRET 和 BATSE 三者得到的幂指数颇为接近。

现在的国际合作效率很高。 γ 爆是短时标爆发事件,完全无法预测。GB930131 是极强的 γ 爆,事先也不知道。这样强的事件,可能会留下一些在别的波段可观测的正在衰减的后果。因此,必须在尽量短的时间内组织世界上最好的其他波段的仪器投入联测。事实上,发现 GB930131 后仅 6.8h 就组织了世界上九个国家,31 个单位,在光学、紫外、射电、X 射线等波段,用了各种仪器,及时进行了联测。联测的结果没有发现与 GB930131 相关的对应体^[28]。

8 软 γ 射线重复爆源

早在 1979 年至 1985 年期间,已经观测到软 γ 重复爆源 SGR1806 - 20 爆发了 100 余次,而 SGR0526 - 66 和 SGR1900 + 14 也已分别有 16 次和三次。重复爆发的时间似乎没有什么规则,间隔时间从秒到年都有。比如,SGR1900 + 14 在 1979 年曾观测到爆发过三次,事隔十多年后,在 1992 年 BATSE 又观测到爆发了三次^[29]。SGR1806 - 20 在 1985 年以前已经观测到 100 余次爆发,隔了近十年,1993 年 9 月 29 日的 14 小时内又观测到重复爆发了三次,其后在 10 月 5 日、10 月 9 日和 11 月 10 日又各爆发了一次^[30]。有趣的是,与几乎每天均可以发现新的 γ 爆相反,COMPTON

GRO 卫星的上天并没有发现新的软 γ 重复爆源,却只是通过 BATSE 对已知的这几颗(其中的两颗 SGR1900 + 14 和 SGR1806 - 20)再观测到了 γ 射线重复爆发。看来,软 γ 重复爆源为数极少,在银河系附近大概只有这三颗了。

重要的是,与经典 γ 爆十分不同,这三颗软 γ 重复爆源最近都观测到与超新星遗迹成协。除了早知 SGR0526 - 66 与大麦哲伦云的超新星遗迹 N49 成协外^[31],发现 SGR1806 - 20 和 SGR1900 + 14 分别与银河系内超新星遗迹 G10.0 - 0.3^[32-34] 和 G42.8 + 0.6^[35] 成协。由于观测到的超新星遗迹一定比较年轻(年老的遗迹会散掉而观测不到),比如 G10.0 - 0.3 的年龄约为 5×10^3 年,表明这三颗软 γ 重复爆源无疑都是银河系内或附近的年轻中子星。而且,除 SGR0526 - 66 位于银河系外邻近星系大麦哲伦云内以外,SGR1806 - 20 和 SGR1900 + 14 都十分靠近银道面。所以,三个软 γ 重复爆源的距离都是可以测定的,而且都不是宇宙学距离。粗略地说,SGR1806 - 20, SGR1900 + 14 和 SGR0526 - 66 离地球的距离约为 17, 7 和 55kpc。有了距离,就可以推知爆发光度 $\sim 10^{40}$ erg/s 或略高些。从爆源与遗迹中心间的距离以及年龄,可以定出爆源的运动速度,可知它们的速度都很高, $\sim 10^3$ km/s。可见,由于最近的重要发现,人们对软 γ 重复爆源的了解要比经典 γ 爆好得多。

9 讨论与展望

20 多年来,在 γ 爆领域内,虽然观测上积累了不少数据,理论上提出了不少想法,但在基本问题上依然所知甚少。这个课题之所以困难是因为存在着不少矛盾,不仅理论上矛盾,理论与观测之间有矛盾,观测本身也还有矛盾。这些矛盾的解决都会导致重大的进展。最近,我们写了三篇有关这方面的评述文章,将发表于《天文学进展》(韦大明、陆焱),可以参阅。

VENERA 11-14 等,特别是 GINGA, 昴

物理

测到了几十 keV 的回旋吸收线,但 BATSE 却没有观测到这种吸收线。当然,这里未必一定有矛盾,因为 COMPTON 卫星是 γ 射线天文台,低能区的观测原不是其长处。但是, VENERA11—14 等卫星观测到的湮灭发射线, COMPTON GRO 没有观测到, SMM 也没有观测到,而 COMPTON GRO 和 SMM 却都是长于观测 400keV 附近这个能区的。

首先, γ 爆是不是中子星? 如果湮灭发射线得不到进一步的观测支持,那么中子星引力红移的证据就尚有疑问。回旋吸收线的强磁场证据似乎还存在,但能谱中的高能辐射又大大限制了强磁场区。比较肯定的是,毫秒甚至亚毫秒短标特征意味着 γ 爆,至少其辐射区,尺度应当非常小,很大程度上仍支持中子星起源, γ 爆能谱的非热性质意味着其辐射区对于 γ 射线必须是光学薄的,厚度必须非常小。因此,尽管还存在着矛盾,时间变化和能谱特征似乎都表示, γ 爆产生于中子星的局部过程。这也是 1990 年夏在美国 NEWMEXICO 州 Taos 城召开的 Los Alamos γ 爆会议的主旋律。

自从 1991 年 4 月 5 日 COMPTON GRO 卫星升空以后, BATSE 发现的 γ 爆的空间分布特征却越来越有利于 γ 爆是远距离天体的观点。短短一、二年间,关于 γ 爆的基本看法有了非常大的变化,也陷入了相当的混乱。有趣的是, 1992 年,在一次国际的天体物理学家的会议上,关于 γ 爆的起源,举行了一次举手表决,结果是: 银河系晕解释和宇宙学解释几乎一半对一半,只有极少数人倾向于 γ 爆是太阳系邻近天体。这个情形正说明了 γ 爆研究中的混乱状况。这两年,宇宙学解释更略占优势。事实上,在银河系晕解释中,为了解释 BATSE 观测到的高度各向同性的空间分布,这个晕必须非常大,其距离也是相当远的。虽然这种远天体观点可以自然地解释空间分布,但却难以解释短标特征和能谱特征。这样远的天体,其爆发光度必然极高。在非常小的体积内集中了如此高的能量,必然表现为一个火球,这是远距离模型的必经阶段。如用中子星的碰撞来解

释,一个星系中发生一次这种碰撞,概率自然是非常小的,但只要几万年甚至几十万年有一次碰撞,在整个宇宙范围内就足以产生每天一、二次的观测频数。其实, PSR1913 + 16 这个双星脉冲星就是一个现成的例子,两个成员中子星正在因引力辐射而相互靠拢,它们总有一天要碰在一起而发生强烈的爆发(这里必有丰富的核过程和粒子过程)。

火球范围的光子密度极高。高能光子-光子碰撞转化为正负电子对的过程将频繁发生。事实上,宇宙学模型火球对这过程的光学厚度高达 10^{12} ,而银河系晕模型火球的光学厚度也有 10^6 ,因此 1MeV 以上光子会被吸收而观测不到,与高能尾巴存在的观测事实不符。其实,火球对光子的康普顿散射也是光学厚的,直接的辐射将是热辐射,与观测事实也不符。如何解释毫秒甚至亚毫秒的结构复杂的短标光变也还是一个困难的问题。虽然人们已经提出了一些可能机制来解决这些困难。例如,让源作相对论性高速运动,让它的辐射成束,可以提高光子碰撞转化为正负电子对的吸收阈值(小角散射),减小光学厚度;让火球膨胀到光学薄并通过与介质作用,使高能电子(正电子)进入介质,可以产生非热辐射等,来构造各种可能模型。但要取得与观测可以比拟的结果,还有相当遥远的路程要走^[23]。一个突出的困难是,火球模型共性太重,不易解释 γ 爆复杂多样的波形。当然,也可能 γ 爆不只一种。人们也考虑过各种各样的双成分模型,假设存在两种不同类型的 γ 爆^[23]。由于观测到线状谱的 γ 爆只是少数,这使 Katz^[36] 甚至直接假设具有谱线的 γ 爆起源于银河系内的中子星,而其余绝大多数 γ 爆均属于宇宙学起源,空间分布的统计主要决定于后者。不过,宇宙学起源解释 γ 爆的困难不只在在于线状谱,面临的问题仍不少。而且这两类不同的 γ 爆为什么恰好具有如此相同或相近的性质也并不容易解释。

应当注意,银河系晕模型从根本上说是非各向同性的。如果银河系晕模型是对的,随着 BATSE 继续积累数据,必然会逐渐显示出各向

异性来。而且,这种各向异性将首先在强源中反映出来,因为强源距离近,地球偏心位置的影响明显。待 BATSE 积累更多的强源数据后,这一点就会见分晓。银盘模型正相反,各向异性先见于弱源,因为弱源距离大,先超过银盘高度。对于宇宙学模型,也有许多可资检验的。如果 γ 爆总是发生在各个星系内(很难设想会发生在星系际空间中),那么,也应该能观测到星系团、超星系团以及巨洞甚至宇宙长城之类的结构来。困难在于 γ 爆无法直接得到距离,难于画出三维分布图。

有趣的是,一个在宇宙学距离上的源,有0.5%的概率会有引力透镜效应。宇宙学距离上的 γ 爆源也会有这种效应。但是, γ 爆源的定位不可能很精确,双重或多重成像是难以观测到的。然而, γ 爆的短时标特征却可资利用。两个引力透镜像的时延不同。如果在同一位置上,在相隔月量级的时间上,先后观测到具有同样能谱和同样时间变化的两个 γ 爆,就是很强的引力透镜的证据^[37]。

我们知道,约1920年起曾展开过一场旋涡星云究竟是河外星系还是银河系内星云的旷日持久的大辩论。这场辩论的结果将人们的视野扩展到了银河系外,为人们打开了整个的星系世界。60年代发现类星体后,围绕着它的红移本质又爆发了一场大辩论,辩论的中心为类星体是近处天体还是遥远天体。虽然至今仍有个别人持不同意见,但绝大多数人都相信类星体是在宇宙学距离上的遥远天体。辩论的结果将人们的视野扩展到了宇宙的边缘。现在正在展开的是第三次大辩论,有可能还将成为一场跨世纪的大辩论。主要是关于 γ 爆的远近和它的本质。这场辩论同样十分深刻,涉及到为数众多的一大类天体,涉及到宇宙的结构与演化,涉及到极端条件下的物理,其深远意义目前还难以预测。第一次大辩论正值我国军阀混战,第二次大辩论又值“文革”动乱,均未能正常参与。这次大辩论正是参与的大好机会,需要天体物理界、核物理界,粒子物理界和空间科学界的通力合作。

参 考 文 献

- [1] R. W. Klebesadel, I. B. Strong and R. A. Olson, *Astrophys. J. Lett.*, **182**(1973), L85.
- [2] D. Q. Lamb, *Gamma-Ray Bursts—Observations, Analyses and Theories* (ed. Ho, Epstein, Fenimore), Cambridge Univ. Press, (1992), 494.
- [3] B. Paczynski, *Gamma-Ray Bursts—Observations, Analyses and Theories* (ed. Ho, Epstein, Fenimore), Cambridge Univ. Press, (1992), 67.
- [4] C. A. Meegan, G. J. Fishman, R. B. Wilson et al., *Nature*, **355** (1992), 143.
- [5] G. J. Fishman, C. A. Meegan, R. B. Wilson et al., *Astrophys. J. Suppl.*, **92** (1994), 229.
- [6] E. Mazets, S. Golenetskii, V. Il'inskii et al., *Astrophys. Space Science*, **80** (1981), 3.
- [7] E. P. Liang, AIP Conference Proceedings No. 101 (ed. Burns, Harding and Ramaty), American Institute of Physics, New York, (1983), 76.
- [8] P. L. Nolan, G. H. Share, D. J. Forrest et al., AIP Conference Proceedings No. 101 (ed. Burns, Harding and Ramaty), American Institute of Physics, New York, (1983), 59.
- [9] T. Murakami, H. Inoue, Jan van Paradijs et al., *Gamma-Ray Bursts—Observations, Analyses and Theories* (ed. Ho, Epstein, Fenimore), Cambridge Univ. Press, (1992), 239.
- [10] A. K. Harding, V. Petrosian, B. J. Teegarden et al., AIP Conference Proceedings No. 141 (ed. Liang and Petrosian), American Institute of Physics, New York, (1986), 77.
- [11] T. Murakami, *Adv. Space Res.*, **10-2**(1990), 63.
- [12] B. E. Schaefer, B. J. Teegarden, T. L. Cline et al., *Astrophys. J.*, **393** (1992), L51.
- [13] T. Y. Shi (史天一), T. Lu (陆焱), *Astrophys. Space Science*, **136** (1987), 363.
- [14] J. C. L. Wang, D. Q. Lamb, T. J. Loredo et al., *Phys. Rev. Lett.*, **63**(1989), 1550.
- [15] T. Lu (陆焱), *Gamma-Ray Bursts—Observations, Analyses and Theories* (ed. Ho, Epstein, Fenimore), Cambridge Univ. Press, (1992), 239.
- [16] 韦大明、陆焱、倪陈平等, *天体物理学报*, **13**(1993), 108.
- [17] 韦大明、陆焱, *天文学报*, **35**(1994), 14.
- [18] A. K. Harding, *Phys. Rep.*, **206** (1991), 327.
- [19] I. S. Shklovskii, I. G. Mitrofanov, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **212** (1985), 545.
- [20] B. Paczynski, *Astrophys. J. Lett.*, **308** (1986), L43.
- [21] 毛淑德、陈莞, *科学*, **45-6**(1993), 18.
- [22] A. K. Harding, *Astrophys. J. Suppl.*, **90** (1994), 863.
- [23] J. H. Taylor, R. N. Manchester and A. G. Lyne, *Astrophys. J. Suppl.*, **88** (1993), 529.
- [24] S. Mao (毛淑德) and B. Paczynski, *Astrophys. J. Lett.*, **388** (1992), L45.
- [25] C. Kouveliotou, R. Preece, N. Bhat et al., *Astrophys. J. Lett.*, **422** (1994), L59.

- [26] M. Sommer, D. L. Bertsch, B. L. Dingus et al., *Astrophys. J. Lett.*, **422** (1994), L63.
- [27] J. Ryan, K. Bennett, W. Collmar et al., *Astrophys. J. Lett.*, **422** (1994), L67.
- [28] B. E. Schaefer, S. D. Barthelmy, D. M. Palmer et al., *Astrophys. J. Lett.*, **422** (1994), L71.
- [29] C. Kouveliotou, G. J. Fishman, C. A. Meegan et al., *Nature*, **362** (1993), 728.
- [30] C. Kouveliotou, G. J. Fishman, C. A. Meegan et al., *Nature*, **368**(1994), 125.
- [31] T. Cline, U. D. Desai, B. F. Teegarden et al., *Astrophys. J. Lett.*, **255** (1982), L45.
- [32] S. Kulkarni and D. Frail, *Nature*, **362** (1993), 728.
- [33] T. Murakami, Y. Tanaka, S. Kulkarni et al., *Nature*, **368** (1994), 127.
- [34] S. Kulkarni, D. Frail, N. E. Kassim et al., *Nature*, **368** (1994), 129.
- [35] K. Hurley, M. Sommer, C. Kouveliotou et al., *Astrophys. J. Lett.*, **431** (1994), L31.
- [36] J. I. Katz, *Astrophys. J.*, **422** (1994), 248.
- [37] S. Mao (毛淑德), *Astrophys. J. Lett.*, **389** (1992), L41.

“薛定谔猫”——宏观量子叠加态¹⁾

吴锦伟 郭光灿

(中国科学技术大学物理系, 合肥 230026)

摘要 综述了近年来在量子光学方面关于“薛定谔猫”态的研究进展, 包括其渊源、定义、制备、性质和可能的应用。“薛定谔猫”态本质上是两个宏观可区分的态相干叠加, 它涉及量子力学的基本问题。对这样一个问题进行研究, 将有助于对量子力学的解释进行探讨。

关键词 “薛定谔猫”态, 相干叠加, 宏观可区分

Abstract The progress of “Schrödinger’s cat” states in the field of quantum optics is summarized. The origin, definition, preparation, qualities and possible application of “Schrödinger’s cat” states are included. “Schrödinger’s cat” states are quantum superpositions of coherent states with macroscopically different phases or amplitudes. They are relevant to the fundamental problems of quantum mechanics. The study of this kind of states is helpful to the interpretation of quantum mechanics.

Key words “Schrödinger’s cat” state, coherent superposition, macroscopical difference

1 问题的由来

薛定谔于1935年提出了后来被称为“薛定谔猫”的佯谬^[1]。大意如下: 设想在一个盒子里装着一只猫, 一只毒药瓶, 一个放射源, 还有一些传动装置。设想放射源在每一秒的时间内有1/2的几率放射一个粒子, 这个粒子通过一些传动装置使毒药瓶打翻, 毒药被释放, 猫被毒死。而如果没有粒子被放射, 则猫仍然活着。

按照哥本哈根学派对于态函数的理解, 我们可以设想用一个态函数 ψ 描写被关在盒子里

的猫。我们先盖上盖子。经过一秒的时间, 猫有1/2的几率活着, 也有1/2的几率死了。在我们没有揭开盖子时, 猫处于一种半死半活的状态。一旦我们揭开盖子, 相当于“测量”猫的死活, 我们只能看到一种状态, 猫要么死了, 要么活着, 这相当于猫的两种不同的“本征态”。

薛定谔的本意, 是想用这个佯谬来说明测

1) 国家教育委员会博士点基金和国家自然科学基金资助项目。
1994年5月31日收到初稿, 1994年11月7日收到修改稿。