

文章编号: 1000-8349(2009)01-0047-11



甚高能 γ 天文学简介

袁 强^{1,2}, 陈天禄^{1,3}

(1. 西藏大学 宇宙线教育部重点实验室, 拉萨 850000; 2. 中国科学院 高能物理研究所, 北京 100049;
3. 西藏大学 理学院物理系, 拉萨 850000)

摘要: 介绍了天体物理过程中的甚高能 γ 射线 (TeV 能段) 的发射机制、探测方法和甚高能 γ 射线天文学对于宇宙线和天体物理学研究的意义。还简要概述了国内外的甚高能 γ 天文学探测实验以及所取得的物理成果。

关键词: 高能天体物理学; 甚高能 γ 射线; 宇宙线

中图分类号: P172.3 **文献标识码:** A

1 (甚) 高能 γ 射线产生机制

大致说来, 亚 eV 能区 (射电、红外) 对应于分子尺度的物理过程, eV 能区 (可见光、紫外波段) 反映原子外层电子物理过程, keV 能区 (X 射线) 对应于原子内层电子物理过程, MeV 能区 (γ 射线) 对应于原子核尺度的物理过程, GeV 以上 (高能 γ 射线) 对应于基本粒子尺度的物理过程。因此高能 γ 射线的产生与基本粒子相互作用过程紧密相关, 可以用作研究宇宙线和天体物理过程的探针。在天体物理学中大家所熟知的高能 γ 射线产生机制主要有以下几种: 核子强相互作用产生的 π^0 介子衰变、电子与背景辐射场之间的逆康普顿散射、电子在介质中的韧致辐射。具体可以参见文献 [1], 在此本文作简单介绍。

1.1 π^0 介子衰变

宇宙线核子与介质核子的非弹性强相互作用产生 π^0 介子, π^0 介子很快衰变为两个 γ 光子, 其质心能为 π^0 介子质量的一半。 π^0 介子质量为 135 MeV, 低于几十 MeV 能量的光子数目急剧减少; 而由于宇宙线的负幂律能谱, 高能宇宙线数目的减少使得高能光子数也呈下降趋势 (高能段 γ 射线能谱指数近似等于宇宙线能谱指数), 因此典型的强子过程产生的 γ 射线

收稿日期: 2008-04-21; **修回日期:** 2008-08-26

基金项目: 国家自然科学基金资助项目 (10575111, 10773011); 中国科学院高能物理研究所粒子天体物理中心重点实验室开放课题资助项目

能谱具有一个峰状结构, 峰值位于几十 MeV 处 ($m_{\pi^0}/2$)。图 1 是能谱为 $\phi(E) \propto E^{-2.7}$ 的宇宙线质子和星际介质 (假设为氢) 碰撞产生的 γ 射线能谱。我们可以清楚地看到这种能谱的典型结构 (由于此图中流强乘上了能量平方, 可以看到能谱峰值移动到大约 GeV 处)。 γ 射线卫星 CGRO 所载的探测器 EGRET 在 30 MeV~10 GeV 能量段进行全天扫描, 发现了为数众多的 γ 射线点源 [2], 并且测量到弥散 γ 射线背景发射 [3]。其中弥散背景发射以及一些点源 (例如参考文献 [4]) 的能谱 $E^2 dN/dE$ 都在 GeV 附近体现出峰结构, 表明这些 γ 射线的产生机制应该为核子强相互作用过程。

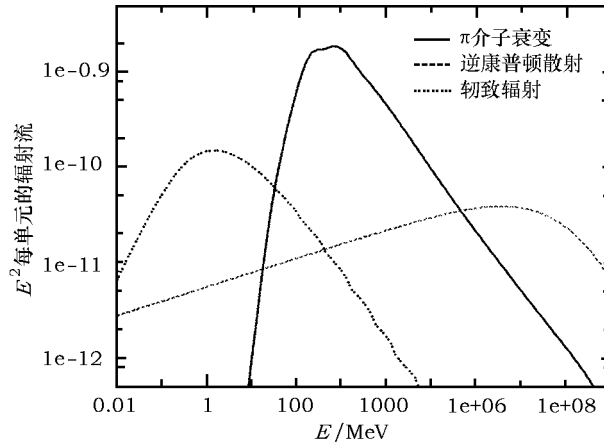


图 1 π^0 介子衰变、逆康普顿散射和韧致辐射三种过程产生的 γ 射线能谱

这种强相互作用过程另一个典型特征是伴随着中微子的发射。由于强相互作用同位旋守恒, π^0 介子的产生将伴随有等量的 π^\pm 介子产生, π^\pm 介子衰变成 μ^\pm , μ^\pm 进而衰变成 e^\pm 。中微子将在衰变产生轻子的过程中产生。中微子的探测对于 γ 射线的强子起源机制的判定具有重要意义。

1.2 电子 - 光子逆康普顿散射

宇宙线中高能电子与背景光子会发生逆康普顿散射 (Inverse Compton scattering), 高能电子将能量传递给背景光子, 产生甚高能的 γ 射线。对于幂律分布的相对论电子系 $\phi(E) \propto E^{-\alpha}$ 与黑体辐射光子场 (例如 CMB) 相互作用, 散射光子能谱分布将仍然为幂律分布。如果电子能量相对较低 ($E \ll E_c = m_e^2/4\varepsilon$, 对于 CMB 光子 $\varepsilon \simeq 10^{-3}\text{eV}$, $E_c \simeq 50\text{TeV}$), 散射截面由 Thomson 截面给出, 散射 γ 射线能谱指数约为 $-(\alpha + 1)/2$; 对于能量非常高的电子 ($E \gg E_c$), 应由 Klein-Nishima 截面取代 Thomson 散射截面, 散射 γ 射线能谱要软很多, 约为 $-(\alpha + 1)$ [5]。如图 1 所示, 宇宙线电子能谱取作 $E^{-2.7}$, 则散射 γ 射线低能谱指数约为 -1.85 ; 在能量几十 TeV 处由 Thomson 框架过渡到 Klein-Nishima 框架, 能谱变软。

由于宇宙中磁场几乎无处不在, 该轻子过程将同时伴随有电子在磁场中产生的同步辐射。相对论幂律电子系 $\phi(E) \propto E^{-\alpha}$ 的同步辐射谱也为幂律, 谱指数为 $-(\alpha + 1)/2$ [5], 其辐射可以从射电波段一直延伸到硬 X 射线波段, 在强磁场中甚至可以到软 γ 波段。多波段的观测对于我们认识天体的辐射机制具有重要的意义。例如对于脉冲星风星云 (pulsar wind nebula, PWN) Crab 的从射电直至甚高能 γ 射线的多波段测量表明其辐射为电子起源 [6]。

1.3 电子 – 原子韧致辐射

高能电子在介质中传播时还可以与介质原子碰撞发出韧致辐射, 也称作自由 – 自由辐射。对于幂律分布电子系 $\phi(E) \propto E^{-\alpha}$, 其韧致辐射能谱大致服从相同的幂律分布, 如图 1 所示。在能量低于 1 MeV 区域, 由于电子速度下降而导致碰撞率降低, 光子数目减少。可以看出, 韧致辐射的主要贡献在低能段 (约为 MeV)。

1.4 其他高能 γ 射线产生机制

除了上述 3 种常见的 γ 射线产生过程外, 还有另外一些物理过程被认为也可能是高能 γ 射线的来源, 例如电子在强磁场中的曲率辐射^[7], 同步辐射^[7], 核子 – 核子强相互作用产生次级电子对的辐射^[8], 极高能质子的同步辐射^[9], 质子 – 软光子相互作用^[10], 以及暗物质粒子衰变^[11–13] 或者自湮灭^[14–16] 等。

2 研究甚高能 γ 天文学的原因

1968 年 Clark 等人^[17] 发现宇宙 γ 射线, 为人们认识和了解人类的宇宙开启了另一扇窗户。从那以后, 人们便没有停止透过这扇新的窗户来观察宇宙, 而且这扇新的窗户也的确为人类提供了许多此前不为所知的信息。 γ 射线具有如下优点:

(1) 相较于其他电磁波如可见光、X 射线、 γ 射线等反映更高能的信息, 甚至在实验室加速器能量以上, 对于认识基本相互作用具有重要意义。

(2) 相较于带电宇宙线粒子, γ 射线是电中性的, 在传播过程中不受磁场偏转, 可以直接回溯到源。

(3) 相较于中微子, γ 射线与物质相互作用更强, 更容易探测到。

甚高能 γ 射线具有更高的能量, 将更直接地反映更基本层次的粒子 – 粒子碰撞, 直接联系于高能宇宙线的起源、加速和传播过程, 对于宇宙线天体物理研究具有极其重要的意义。有许多天体在甚高能波段表现出很强的辐射, 甚至有些天体辐射为 TeV 主导 (例如活动星系核 (AGN) 1ES 1426+428 其 TeV γ 光度超过 X 射线光度十倍有余^[19]), 因此甚高能 γ 射线将作为这些天体的重要的研究方面, 同时也是探索这些天体内部物理过程的有力工具。甚高能 γ 光子在星系际空间传播过程中和红外背景光子场相互作用产生电子对, 导致甚高能 γ 光子的吸收。从探测角度而言, 吸收效应将使得遥远和高能的 γ 光子的探测变得困难 (见参考文献 [20] 中图 10 给出的高能 γ 射线视界), 然而另一方面这种吸收却几乎是我们唯一了解星系际背景辐射光子场的途径^[19], 对我们研究星系的形成和演化提供了重要的信息。此外, 在很高能量区, 超出标准模型的新物理现象将可能得以体现, 甚高能 γ 射线观测是我们探索新物理的手段。AGN Mrk 501 的 TeV 测量就被用于探索洛仑兹对称性破缺^[21] 和量子引力效应^[22]。

3 甚高能 γ 射线探测技术

由于 γ 射线受地球大气层的强烈吸收, 因此需要在大气层外进行直接的 γ 射线探测, 例如在探空火箭、高空气球及人造卫星等上面搭载探测仪器。然而空间探测的技术和费用限制了实

验规模,从而一方面限制了实验能量向高能端发展¹⁾,另一方面也限制了实验的灵敏度。已有的空间卫星 CGRO 仅能测量到约 10 GeV 能量的 γ 光子。2008 年 6 月 11 日刚发射的新一代空间 γ 射线卫星 Fermi 预计能够将探测能量扩展到约 300 GeV^[18]。对于 TeV γ 射线,其流强太低以至于空间探测几乎是不可实现的。甚高能 γ 射线在地球大气中将产生电磁级联簇射,产生为数众多的次级粒子(正负电子和低能光子),这些次级粒子使我们能间接地探测 γ 光子。地面实验可以采用大面积探测器有效地弥补粒子数目稀少的不足,正好和空间实验互补,共同促进 γ 射线天文学的发展。

甚高能 γ 射线实验按照探测技术分类主要有:广延大气簇射(Extended Air Shower, EAS)阵列探测器和大气切伦柯夫光望远镜²⁾。EAS 阵列探测器和切伦柯夫望远镜各有优缺点,而且一定程度上可以互补。

3.1 EAS 阵列探测器

在地面铺上大面积探测器(离散的如 Tibet-AS γ , 或者全覆盖如 ARGO-YBJ),直接测量大气簇射次级粒子。根据记录到的次级粒子数目可以推断原初入射粒子能量;根据同一个 EAS 不同次级粒子到达时间可以重建出次级粒子前锋面,进而可以推断原初粒子方向。这类探测器的优点在于视场可以很大,能够进行大天区巡天扫描,有利于发现和寻找未知源、暴发源和扩展源。EAS 阵列探测器有效观测时间很长,差不多可以全天 24 h 观测,因此对于监测光变源也具有很大的优势。

但是由于此类实验只是测量 EAS 前锋面,不能测量其发展过程,因此比较难以区分原初入射粒子的种类。对于 γ 天文学观测而言,不能有效地排除宇宙线本底将会使得信号显著性很低。与地下 μ 探测器的协同探测是解决这个问题一个很有效的办法。宇宙线粒子引发的 EAS 是强-电磁混合级联过程,强相互作用过程中将产生大量 π^\pm 介子, π^\pm 介子衰变产生 μ^\pm 轻子,如果记录到与某个 EAS 相伴随的 μ 子,便可断定这是一个宇宙线核事例。排除掉大量宇宙线事例,对于筛选出 γ 事例是非常有效的。 μ 子和物质相互作用较弱,具有很强的贯穿能力,因此如果在地下几米铺设 μ 探测器,其余次级粒子大多被吸收了,差不多只剩下 μ 子,比较利于探测。

比较著名的 EAS 阵列探测器有日本的 AGASA^[24],德国的 KASCADE^[25],美国的 Milagro^[26],中日合作 Tibet-AS γ ^[27]以及中意合作 ARGO-YBJ^[28]等。

3.2 大气切伦柯夫光望远镜

EAS 次级带电粒子在大气中传播,如果粒子速度超过了空气中的光速,将产生切伦柯夫辐射^[1]。切伦柯夫辐射特点之一是方向性很好,辐射光沿着粒子动量方向张角为 $\cos\theta = 1/n\beta$ (n 为介质折射率, β 为带电粒子速度)的圆锥发射。对于空气 $n \simeq 1.00029$,如果 $\beta \simeq 1$,则有 $\theta \simeq 1.3^\circ$ 。切伦柯夫光子频率主要在紫外和可见波段。辐射频谱(单位频率

1) γ 射线随能量以幂律分布^[23],高能粒子数目很少,相应地需要探测器有效面积很大,因而在空间卫星上开展甚高能 γ 射线探测变得很难实现。

2) 还有一种大气荧光望远镜,通过记录 EAS 次级粒子激发大气分子(主要为氮)后退激发辐射的荧光光子,从而记录宇宙线事例。大气荧光望远镜的一大优点是可以记录 EAS 发展过程,这对于分辨原初粒子成分很重要。但是由于荧光向 4π 立体角发射,通常望远镜搜集到的荧光光子数目很少,这就使得荧光探测器的阈值很高,通常在 10^{17} eV 以上。对于这里讨论的 TeV γ 光子,这种技术难以适用。

间隔内的辐射能量) 正比于频率, 所以在可见光波段看来切伦柯夫光呈蓝色, 而更多的辐射是紫外光子。由于大气对紫外光子不透明, 因此大气中观测切伦柯夫光主要集中于短波长的蓝光。考虑大气吸收和散射后的切伦柯夫辐射频谱峰值波长大约 300 nm。利用望远镜搜集, 并且使用光电倍增管等仪器记录下切伦柯夫光子, 可以得到发射切伦柯夫光的次级粒子分布信息, 从而反推原初入射粒子信息。原初粒子能量由切伦柯夫辐射强度给出, 根据切伦柯夫像的轴取向可以确定入射粒子方向。一般说来单望远镜成像不太容易精确地定出 EAS 的几何形状, 所以通常用两台或者更多的望远镜阵列联合成像以精确定出 EAS 形状, 从而定出入射方向。成像的形状还有助于区分原初粒子的成分, 特别是 γ 光子和宇宙线带电粒子的区分, 如前所述, 这对于 γ 天文学研究是很重要的。 γ 光子引发的电磁级联簇射切伦柯夫成像一般比较小, 而且分布规则(呈圆形或椭圆形), 而带电宇宙线粒子的 EAS 切伦柯夫像会有很大的弥散, 并且有些成团效应。

切伦柯夫望远镜角分辨率很高(约有 0.1°), 可以分辨一些扩展源的空间结构; 还有助于降低背景, 提高灵敏度; 此外高灵敏度还有利于源的更准确定位, 对于 γ 源的交叉认证非常重要。切伦柯夫望远镜能较好地分辨 γ 与宇宙线, 可以进一步有效地提高灵敏度, 目前典型的切伦柯夫望远镜的灵敏度能够达到 Crab 流强的 1% (例如观测 50 h, 5σ 显著性)。但是切伦柯夫望远镜通常视场比较小(几度), 不利于进行巡天观测, 对于未知源和变源观测不具有优势。此外, 切伦柯夫光探测只能在晴朗无月的夜晚进行, 极大地限制了有效工作时间。

著名的大气切伦柯夫光望远镜有澳大利亚的 CANGAROO^[29]、美国的 VERITAS^[30]、位于非洲帕玛群岛的 MAGIC^[31]、位于纳米比亚的 H.E.S.S.^[32] 等。

4 甚高能 γ 天文学国际动态

20 世纪 80 年代末甚高能 γ 射线在地面实验中首次成功地观测到, 其源于切伦柯夫望远镜 Whipple 对于 Crab 的观测^[33]。此后一系列的甚高能源的不断发现, 银河系内的有类似于 Crab 的 PWN PSR 1706-44^[34]、Vela X^[35]、壳型超新星遗迹 (Supernova remnant, SNR) RX J1713.7-3946^[36]; 银河外的 AGN Mrk 421^[37]、Mrk 501^[38] 等, 给人们开启了一个全新的甚高能 γ 天文学的研究大门^[39]。迄今为止国际上已经建造并开始运行有十几个甚高能 γ 射线实验, 包括次级粒子探测阵列和切伦柯夫望远镜。此外还有一些计划建造或者升级的实验。这些实验取得了丰硕的物理成果, 极大地丰富了我们对于甚高能 γ 天文学的认识, 推动着甚高能 γ 天文学以及宇宙线物理研究的发展。时至今日, 在甚高能波段已经发现了 70 多个源, 其中河内源约 50 个, 主要为 PWN、SNR 和 X 射线双星, 还有一系列未认证的甚高能源; 河外源 20 多个, 大多为 AGN。图 2 给出迄今看到的最完整的甚高能 γ 巡天图^[40]。

相对大的统计样本和高精度的能谱乃至时间分布的测量, 为我们认识这些类型的源的本质提供了很有价值的信息。协同多波段的测量, 人们对于一些甚高能 γ 射线源的发射机制有了一定的认识。例如对于 Crab^[6]、MSH 15-52、HESS J1825-137^[41] 等源倾向于轻子起源, 而 RX J1713.7-3946^[42]、IC 443^[43] 等则倾向于强子起源。对于银河系以外的源(其中多为 blazar、AGN 的一类), 甚高能 γ 射线观测对其辐射机制, 加速过程以及对 AGN 的统一模型的认识也起到了重要的推动作用。blazar 辐射的主流模型为同步-自康普顿 (synchrotron self-Compton, SSC) 模型, 即为高能电子在磁场中产生同步辐射光子, 贡献

X 波段发射, 而这些同步辐射光子又进一步被高能电子散射形成甚高能 γ 光子^[44]。观测到的“双峰”能谱分布以及 X/TeV 的相关性有力地支持 SSC 模型, 然而同时也应注意到 SSC 远非 blazar 多波段发射的唯一解释^[45]。此外, blazar 的甚高能发射通常都体现出快速光变, PKS 2155–304 甚至体现出 3~5 min 时标的光变^[46], 这表明粒子加速是在极短的时间内进行并且达到约 TeV 的高能量的。BL lac 类 blazar 被历史地从观测上分成两类: X 射线选 BL lac (XBL) 和射电选 BL lac (RBL)。在 AGN 统一模型中, 人们试图通过喷流方向的视角来统一 XBL 和 RBL, 认为 RBL 视角更小, 从而表现得更加活跃^[47]。但是能谱分析表明这两类 blazar 的差别不仅仅是视角效应^[48]。TeV 能段观测到的 blazar 大多为 XBL(或者按照其同步辐射峰频分类为高频 BL Lac), 其快速光变意味着大的喷流多普勒因子, 表明这些 blazar 喷流方向和视线方向夹角很小, 从另一个角度修正了人们对 XBL 和 RBL 喷流视角的认识, 促进了对于 AGN 统一模型的理解^[20]。

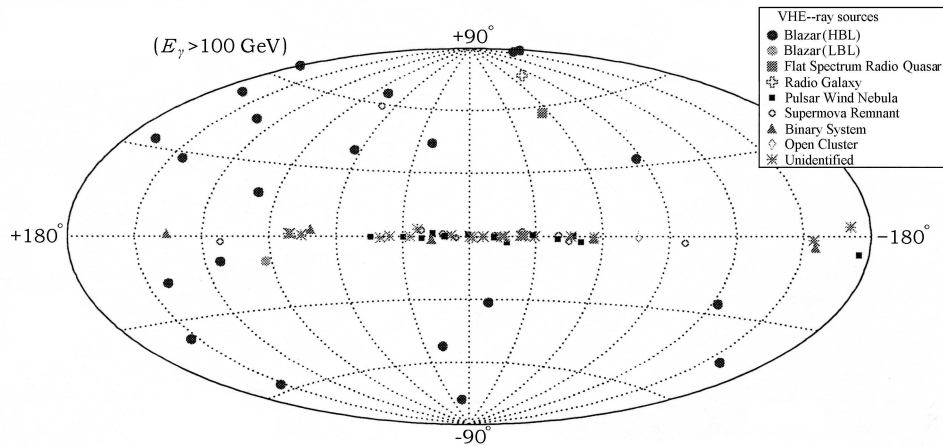


图 2 甚高能 γ 天图^[40]

本文在此选择两个典型的实验(对应于第 3 章介绍的两类探测技术)及其所取得的物理成果给以详细介绍。

4.1 Milagro(Multiple Institution Los Alamos Gamma Ray Observatory)

Milagro 位于美国新墨西哥州的 Jemez 山, 海拔 2630 m^[26]。Milagro 利用次级粒子在水中产生的切伦柯夫光记录到达的粒子事例, 仍然属于 EAS 阵列探测器。Milagro 由有效面积大约 5000 平方米的中心水池以及外围散布的 175 个水箱构成, 总的探测面积大约 40 000 平方米。其探测能量从大约 250GeV 直到约 50TeV, 灵敏度大约为 0.5 倍 Crab 流强 (1 a, 5σ)。与其他地面阵列一样, Milagro 具有大视场, 全天观测等优点, 对于北半球甚高能 γ 巡天很有优势。Milagro 的北天巡天取得了很多重要的成果。这些成果包括: 精确测量已知源如 Crab 的能谱^[49]; 北天巡天新发现 3 个 TeV 源, 还有 3 个显著性略低于 5 倍标准偏差的潜在源^[50]; 发现银盘天鹅座方向弥散 TeV γ 射线超出^[51]; γ 射线暴 (γ -ray burst, GRB) 的 TeV 发射流强上限^[52]等。

Milagro 的升级实验 HAWC (High Altitude Water Cherenkov) 正在规划中^[53], 将有可能

在我国羊八井建设。HAWC 灵敏度将比 Milagro 提高 15 倍左右, 能与切伦科夫望远镜相比拟, 而其又具有 EAS 阵列探测器的优点, 因而其建设和成果将备受瞩目。

4.2 H.E.S.S.(High Energy Stereoscopic System)

H.E.S.S. 是高能立体系统的缩写, 当然同时也是对奥地利物理学家 Victor Hess 的纪念, 正是他在 1912 年发现了宇宙线。H.E.S.S. 位于非洲纳米比亚, 由德国, 法国, 英国, 波兰等国家联合建造。H.E.S.S. 是一组切伦科夫望远镜阵列, 其一期阵列由 4 台望远镜组成, 排列为边长为 120 m 的正方形 (一个能量约为 TeV 的 γ 光子产生的 EAS 切伦科夫锥直径在地面大概为 250 m)。每台望远镜探测面积大约 108 m^2 。H.E.S.S. 灵敏度大约 0.01 倍 Crab 流强 ($50 \text{ h}, 5\sigma$), 探测能量范围从约 100 GeV 到几十 TeV。H.E.S.S. 一期阵列于 2002 年夏天建成投入运行, 5 余年的良好运行取得了非常丰富的物理成果。H.E.S.S. 发现了一大批 TeV 源 (大约 40 个), 其中约半数源没有其余波段对应体。典型的成果包括: H.E.S.S. 首次对壳形超新星遗迹 RX J1713.7-3946 进行了 TeV 成像, 表明超新星遗迹壳层激波确实可以作为高能宇宙线加速源, 其加速能力可以达到约 100 TeV 甚至更高, 而且 γ 射线能谱指数约为 -2.2 , 和 Fermi 激波加速机制预期相一致^[57]; 发现了来自微类星体 (X 射线双星)LS 5039 的甚高能 γ 射线发射, 表明微类星体也可以作为高能宇宙线加速源^[55]; 观测到银河外活动星系核的 TeV γ 射线, 而且得出结论星际空间对 TeV γ 射线的吸收不如此前人们预想的那样严重^[56]; 看到巨椭圆星系 M87 的 TeV 短时标光变, 表明宇宙线可以在天的时间尺度上被加速到 TeV 能量^[54]; 发现来自疏散星团 Westerlund 2 的甚高能辐射, 揭示出一类新的宇宙线加速源——联系于星团内大质量恒星^[58]。这些源的发现, 以及能谱的精细测量对于认识甚高能 γ 射线发射机制以及宇宙线的起源和加速有着重要的意义。

缘于近年来甚高能 γ 天文学所取得的大量的突破性的进展, 下一代大型甚高能 γ 射线望远镜阵列 CTA(Cherenkov Telescope Array) 也已经在规划建造^[59]。类似于 H.E.S.S., CTA 采用大气切伦科夫探测技术。计划在南北半球各建一个站点, 南半球站点主要致力于银河系源, 特别是银心方向的观测; 北半球站点则试图探索河外天体。CTA 的设计灵敏度将比现有的最好的大气切伦科夫望远镜提高 5~10 倍, 而且能段覆盖更宽, 从 10 GeV 到大于 100 TeV。可以预期, CTA 的建成运行将极大地推动甚高能 γ 天文学和宇宙线物理学的发展, 有助于解决一些宇宙线物理的基本问题, 甚至于探索超出标准模型的新物理。

5 我国甚高能 γ 天文学研究进展

我们国家的宇宙线实验研究, 始于 20 世纪 50 年代, 在云南落雪山建造的云室观测站^[60]。云南宇宙线观测站在奇异粒子和约 10 GeV 能区核相互作用研究中取得了辉煌的成就。但是, 由于后来“文革”的延误, 以及世界上加速器规模的发展, 使得我们在云南站那样一个小规模实验上研究低能量粒子物理学以及天体物理学不免捉襟见肘。往高能量 (因而也必然是大规模) 方面发展是自然的想法。高能量宇宙线在地球大气中相互作用产生 EAS, 因而需要用阵列探测器探测大气簇射次级粒子。开阔的地势以及恰当的海拔高度对于研究 EAS 将非常有用。老一辈科学家们考察选定了西藏自治区的羊八井, 其 4300 m 的海拔高度和大约 $10 \times 70 \text{ km}^2$ 的平坦草地正适合于“膝区”(约 1 PeV) 宇宙线物理的研究^[61]。20 世纪 80 年代西藏羊八井宇宙线观测基地开始筹建: 先是 1990 年始建的中日合作的 Tibet-AS γ (Tibet Air Shower and γ -ray

observatory) 闪烁体阵列; 后来于 2000 年开始建造中意合作 ARG0-YBJ (Astroparticle physics Research with Ground based Observatory at Yangbajing) 实验。绝无仅有的地理优势使得羊八井站从一建站就成为世界上最好的高山观测站, 也使得 Tibet-AS γ 和 ARG0-YBJ 项目广受世人的关注^[61]。除了宇宙线物理学, γ 天文学的研究也成为羊八井基地的主要科学目标。下面分别介绍 Tibet-AS γ 和 ARG0-YBJ 实验, 侧重于阐述其在 γ 天文学研究中的成果或者前景。

5.1 Tibet-AS γ

1990 年 Tibet-AS γ 阵列投入建设, 一期阵列 (AS γ -I) 由 45 个闪烁体探测器构成, 间距 15 m, 排成正方形, 有效覆盖面积大约 7600 m²。1994 年探测器规模扩大至原来的 4 倍, 覆盖面积扩展到约 36900 m², 建成 AS γ -II^[62]。然而由于探测器规模太小, 离散采样又使得探测阈能偏高(约 10 TeV), AS γ -II 仍然没能实现对 γ 射线源的观测。1996 年在阵列中选取 5200 m² 的范围进行探测器加密, 将间距由此前的 15 m 缩小为 7.5 m, 有效地提高了采样率, 将阈能降低至约 3 TeV, 很快就实现了对 γ 源 Crab 的观测^[63], 以及对活动星系核 Mrk 501 的高态 γ 爆发的观测^[64]。这些结果让大家看到了 AS γ 在 γ 天文学研究中的能力以及潜力, 并且促使了 AS γ 阵列的进一步扩大。2002 年建成并运行至今的 AS γ -III 阵列将 AS γ -II 高密阵列扩充至全阵列范围, 包含 789 个闪烁体探测器, 探测面积 36900 m², 对于 γ 射线探测阈能大约为 3 TeV。Tibet-AS γ 实验稳定工作十五余年, 在膝区宇宙线能谱和成分测量^[65], 宇宙线的太阳阴影、月亮阴影观测^[66,67], 以及宇宙线的大尺度各向异性^[68] 等宇宙线物理领域作出了卓越的贡献。随着统计数据的积累, 也在甚高能 γ 天文学方面做出一些比较瞩目的工作: Tibet-AS γ 以超过 5 倍标准偏差显著性水平观测到了已知的 4 个 TeV 源 (Crab^[63], Mrk 501^[64]、Mrk 421^[69]、MGRO J2019+37^[70]), 而且率先测量出 Milagro 源 MGRO J2019+37 的能谱^[70], 这对于我们认识该源的发射机制以及寻找宇宙线质子加速源提供了重要信息; 还看到一批显著性略低于 5 倍标准偏差的潜在源; 对银道面的弥散 γ 射线发射设定上限^[71] 等。

Tibet-AS γ 实验一个较大的问题在于不能有效地区分质子和 γ 光子事例, 很大的质子本底限制了 γ 射线探测的灵敏度(约 1Crab), 因而不利于很好地开展 γ 天文学的研究。Tibet-AS γ 合作组正在进行实验升级: 在闪烁体阵列下方建造约 8000 m² 的地下水池以探测 μ 子, 用于区分质子和光子, 以期提高灵敏度^[72]。其探测原理为, 先用 2.5 m 的土层吸收次级粒子中的电子和光子, 再利用 μ 子在水中产生的切伦科夫光来探测。预期在大于几十 TeV 的灵敏度将达到约 0.1Crab 左右, 将是世界上在该能量段最灵敏的探测器。

5.2 ARG0-YBJ

中意合作 ARG0-YBJ 实验自 2000 年正式开始建设。与 AS γ 不同, 该实验采用全覆盖地毯式 RPC (Resistive Plate Chamber) 探测器, 将传统的取样观测发展到全收集, 能够有效地降低阈能。2006 年 6 月, 由 5600 m² 的 ARG0 中心“地毯”以及 1000 m² 的外围探测器组成的一期阵列建成。预期 ARG0 灵敏度能够达到约 0.3Crab 流强, 阈能约为 300 GeV, 将能够有效地开展 γ 天文学的研究。而且, ARG0 的宽视场以及全天候的观测将非常适合于大面积 γ 射线巡天观测, 对扩展源以及对于时变源特别是暴发性源(例如 γ 射线暴)的观测。此外, 对于暗物质^[73-75] 和量子引力效应等新物理的探索也有一定的前景。ARG0 的初步的观测结果已经看到 Crab 和 Mrk 421 两个 γ 射线源。目前正在进行月亮阴影的研究以检验和了解探测器的性能。可以期待, 稳定运行后的 ARG0 将有希望给我们带来关于甚高能 γ 天文学新的认识。

致谢 作者感谢在西藏大学宇宙线教育部重点实验室访问期间得到各位老师的热情接待。

参考文献:

- [1] 尤峻汉. 天体物理中的辐射机制. 北京: 科学出版社, 1998
- [2] Hartman R C, Bertsch D L, Bloom S D, et al. *ApJS*, 1999, 123: 79
- [3] Hunter S D, Bertsch D L, Catelli J R, et al. *ApJ*, 1997, 481: 205
- [4] Beacom J F, Kistler M D. *PRD*, 2007, 75: 083001
- [5] Blumenthal G R, Gould R J. *Rev. Mod. Phys.*, 1970, 42: 237
- [6] Atoyan A M, Aharonian F A. *MNRAS*, 1996, 278: 525
- [7] Hirovani K. *ApJ*, 2001, 549: 495
- [8] Fang J, Zhang L. *MNRAS*, 2008, 384: 1119
- [9] Aharonian F A. *NewA*, 2000, 5: 377
- [10] Mannheim K. *Science*, 1998, 279: 684
- [11] Bertone G, Buchmuller W, Covi L, et al. *JCAP*, 2007, 0711: 003
- [12] Yuksel H, Kistler M D. <http://arxiv.org/abs/0711.1204>, arXiv: 0711.1240, 2007
- [13] Ibarra A, Tran D. *PRL*, 2008, 100: 061301
- [14] de Boer W, Sander C, Zhukov V, et al. *A&A*, 2005, 444: 51
- [15] Bergstrom L, Bringmann T, Eriksson M, et al. *PRL*, 2005, 94: 131301
- [16] Bergstrom L, Bringmann T, Eriksson M, et al. *PRL*, 2005, 95: 241301
- [17] Clark G W, Garmire G P, Kraushaar W L. *ApJ*, 1968, 153: L203
- [18] GLAST homepage. <http://glast.gsfc.nasa.gov/>
- [19] Aharonian F A. *Proc. 27th Int. Cosmic Ray Conf.*, 2001, 27: 250
- [20] de Angelis A, Mansutti O, Persic M. <http://arxiv.org/abs/0712.0315>, arXiv 0712. 0315, 2007
- [21] Stecker F W, Glashaw S L. *Astropart. Phys.*, 2001, 16: 97
- [22] MAGIC collaboration, <http://arxiv.org/abs/0708.2889>, arXiv: 0708. 2889, 2007
- [23] Gaisser T K. *Cosmic rays and particle physics*. Cambridge University Press, 1990
- [24] AGASA homepage. <http://www-akeno.icrr.u-tokyo.ac.jp/AGASA/>
- [25] KASCADE homepage. http://www-ik.fzk.de/KASCADE_home.html
- [26] Milagro homepage. <http://umdgrb.umd.edu/cosmic/milagro.html>
- [27] Huo A X, Ding L K, Ren J R, et al. *21th ICRC*, 1990, 2: 427
- [28] ARGO-YBJ homepage. <http://argo.le.infn.it/>
- [29] CANGAROO homepage. <http://icrhp9.icrr.u-tokyo.ac.jp/>
- [30] VERITAS homepage. <http://veritas.sao.arizona.edu/>
- [31] MAGIC homepage. <http://wwwmagic.mppmu.mpg.de/index.en.html>
- [32] H.E.S.S. homepage. <http://www.mpi-hd.mpg.de/hfm/HESS/HESS.html>
- [33] Weekes T C, Cawley M F, Fegan D J, et al. *ApJ*, 1989, 342: 379
- [34] Kifune T, Tanimori T, Ogio S, et al. *ApJ*, 1995, 438: L91
- [35] Yoshikoshi T, Kifune T, Dazeley S A, et al. *ApJ*, 1997, 487: L65
- [36] Muraishi H, Tanimori T, Yanagita S, et al. *A&A*, 2000, 354: L57
- [37] Punch M, Akerlof C W, Cawley M F, et al. *Nature*, 1992, 358: 477
- [38] Quinn J, Akerlof C W, Biller S, et al. *ApJ*, 1996, 456: L83
- [39] Catanese M, Weekes T C. *PASP*, 1999, 111: 1193
- [40] Wagner R. <http://www.mppmu.mpg.de/rwagner/sources/>
- [41] Zhang L, Chen S B, Fang J. *ApJ*, 2008, 676: 1210
- [42] Takaaki T, Yasunobu U, Aharonian F A. <http://arxiv.org/abs/0806.1490>, arXiv:0806.1490, 2008
- [43] Zhang L, Fang J. *ApJ*, 2008, 675: 21
- [44] Maraschi L, Ghisellini G, Celotti A. *ApJ*, 1992, 397: L5
- [45] Cui W. <http://arxiv.org/abs/astro-ph/0608042>, astro-ph/0608042, 2006
- [46] H.E.S.S. collaboration. *ApJ*, 2007, 664: L71
- [47] Urry C M, Padovani D. *PASJ*, 1995, 107: 803

- [48] Sambruna R M, Maraschi L, Urry C M. ApJ, 1996, 463: 444
- [49] Milagro collaboration. ApJ, 2003, 595: 803
- [50] Milagro collaboration. ApJ, 2007, 664: L91
- [51] Milagro collaboration. ApJ, 2007, 658: L33
- [52] Milagro collaboration. ApJ, 2005, 630: 996
- [53] Dingus B L, AIPC, 2007, 921: 438
- [54] H.E.S.S. collaboration. Nature, 2004, 432: 75
- [55] H.E.S.S. collaboration. Science, 2005, 309: 746
- [56] H.E.S.S. collaboration. Nature, 2006, 440: 1018
- [57] H.E.S.S. collaboration. Science, 2006, 314: 1424
- [58] H.E.S.S. collaboration. A&A, 2007, 467: 1075
- [59] CTA homepage. <http://www.mpi-hd.mpg.de/hfm/CTA/>
- [60] 谭有恒. 现代物理知识, 2007, 19(2): 3
- [61] 谭有恒. 天文学进展, 2003, 21(4): 318
- [62] 吴含荣. 博士论文. 北京: 中国科学院研究生院, 2006
- [63] Tibet-AS γ collaboration. ApJ, 1999, 525: L93
- [64] Tibet-AS γ collaboration. ApJ, 2000, 532: 302
- [65] Tibet-AS γ collaboration. ApJ, 1996, 461: 406
- [66] Tibet-AS γ collaboration. PRD, 1993, 47: 2675
- [67] Tibet-AS γ collaboration. ApJ, 1996, 464: 954
- [68] Tibet-AS γ collaboration. Science, 2006, 314: 439
- [69] Tibet-AS γ collaboration. ApJ, 2003, 598: 242
- [70] Tibet-AS γ collaboration. Proc. 30th Int. Cosmic Ray Conf., 2007
- [71] Tibet-AS γ collaboration. AdSpR, 2006, 37: 1932
- [72] Tibet-AS γ collaboration. Ap&SS, 2007, 309: 435
- [73] Bi X J. Nucl. Phys. B, 2006, 741: 83
- [74] Bi X J, Hu H B, Zhang X. Eur. Phys. J C, 2006, 48: 627
- [75] Bi X J, Guo Y Q, Hu H B. et al. Nucl. Phys. B, 2007, 775: 143

Introduction to the very High Energy γ -ray Astronomy

YUAN Qiang^{1,2}, CHEN Tian-lu^{1,3}

(1.The Key Laboratory of Cosmic Rays, Ministry of Education, Lhasa 850000, Tibet, China; 2.Institute of High Energy Physics, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China; 3.Physics Department of Science School, Tibet University, Lhasa 850000, China)

Abstract: A brief review about the basic ideas and current status, especially the recent highlights, of the very high energy (VHE, \geq TeV) γ -ray astronomy is given here. It is known that the emission mechanisms of VHE γ -rays in astronomical environment are generally of two types: hadronic induced and leptonic induced. In the former case γ -rays are generated through the decay of π^0 mesons generated by collisions of cosmic ray (CR) nuclei and ambient medium. While in the latter one γ -rays are usually produced due to Inverse Compton scatterings of CR electrons off background photons and the bremsstrahlung radiation when electrons propagate in the medium. Therefore VHE γ -rays are directly connected with the origin and interaction of high energy CRs,

and are thought to be an important tool to unveil the fundamental questions of CR physics and astrophysics. Since the flux of γ -rays drops rapidly with the increase of energy, the detection of VHE γ -rays is out of the reach of satellites and needs to be performed using the ground-based large area detectors. VHE γ -ray photons will induce electromagnetic cascades (namely, extensive air shower, EAS) when propagating in the atmosphere. The cascade secondaries are recorded and used to derive the information of the incident γ -rays. Usually there are two detection techniques. One is to directly detect the EAS secondary particles using detector arrays, and the other is to record the Cherenkov light generated by cascade secondaries when going through the air using telescopes. There are more than ten VHE γ -ray observatories are in operation at present in the world. Based on these experiments, especially the Cherenkov telescope arrays, great progress has been achieved in recent years. A new sky, the VHE γ -ray sky, is opened for us to explore the universe. After the first discovery of VHE γ -rays from Crab nebula by Cherenkov telescope Whipple about 20 years ago, there are more than 70 VHE sources are observed with VHE γ -ray emission. Among these sources ~ 30 are identified to be Galactic sources including supernova remnants (SNR), pulsar wind nebulae (PWN), X-ray binaries and so on. There are also some sources are possibly connected with the molecular clouds and open clusters. About 20 sources are extragalactic ones, which are mostly blazar-like active galactic nuclei (AGN). The detection of these VHE γ -ray sources plays a very important role in searching for the origin and understanding the acceleration of CRs. There are another ~ 20 sources are unidentified ones (“dark” sources), which attract great attention of people due to the mysterious natures. These “dark” sources are possibly connected with new physics. Finally the situation of VHE γ -ray study in China is introduced. The two CR observatories in China, Tibet-AS γ and ARGO-YBJ, are also dedicated to make contribution to the VHE γ -rays field. The pervious achievements. current status and future prospects of Tiber-AS γ and ARGO-YBJ are peresented.

Key words: high energy astrophysics; very high energy γ -rays; cosmic rays