

双中子星并合的中微子信号

徐东莲[†]

(上海交通大学 李政道研究所 上海 200240)

2019-08-30收到

[†] email: donglianxu@sjtu.edu.cn

DOI: 10.7693/wl20190908

Neutrino emission from binary neutron star mergers

XU Dong-Lian[†]

(Tsung-Dao Lee Institute, Shanghai Jiao Tong University, Shanghai 200240, China)

摘要 2017年8月17日, LIGO/Virgo首次探测到了双中子星并合事件的引力波信号, 随后多波段的跟进观测获得了GW170817事件的多波段“全息”图像并确认源头在40 Mpc外的NGC4993星系, 但颇为遗憾的是(尽管与理论预期符合)当时全球运行中的中微子探测器都没有探测到与GW170817相关联的中微子。普遍认为, 热中微子在双星引力潮汐撕裂绕行阶段就会产生, 在并合事件后的十几毫秒内达到峰值; 若并合中心产物为伽马射线暴或者稳定的磁星, 还会在并合的即刻至数天内产生超高能中微子。因此, 中微子信号不仅可以辅助研究并合后的产物环境, 还可以在天文尺度上研究中微子的基本性质和寻找粒子物理标准模型之外的新物理。即使只探测到一个热中微子事件, 也可以获得热中微子的能谱标度信息和诊断并合后十几毫秒内星体本身和周围环境的物理参数。另外, 因为引力波以光速传播, 通过热中微子信号相对引力波信号的时延, 可限制中微子的绝对质量。若探测到延迟的高能中微子信号, 除了可以清楚地证明双中子星并合的中心产物是磁星, 还可以研究并合产物附近的磁场环境和宇宙射线加速机制。

关键词 双中子星并合, 热中微子, 高能天体中微子, 高能宇宙射线

Abstract Both thermal and non-thermal neutrinos are expected to produce in binary neutron star (BNS) merger events. The thermal neutrino production starts from the tidal disruption during the inspiral phase and peaks at tens of milliseconds after the merging event. If the merger remnant ends up as a short gamma ray burst or a stable magnetar, substantial particle acceleration can occur in the corresponding relativistic shock waves or pulsar wind nebula, resulting in prompt to delayed emissions of (ultra) high energy neutrinos. Therefore, observation of neutrinos from BNS merger events can not only help to dissect the instantaneous and remnant merger environments, decipher the cosmic ray acceleration mechanism, but also can help to study the fundamental properties of neutrinos and search for new physics beyond the Standard Model of particle physics over astronomical baselines.

Keywords binary neutron star merger, thermal neutrinos, high-energy astrophysical neutrinos, ultra-high-energy cosmic rays

1 简介

中子星—中子星(或中子星—黑洞)的并合过程往往发生在十几毫秒的时标内,而这个过程会向外抛射约0.001—0.01倍太阳质量而富含中子的物质,产生类似(超)新星爆发的信号,但其光度要比超新星(supernova)暗约10—100倍,而比一般新星(nova)亮约1000倍,因此得名“千新星”(kilonova)^[1],如图1所示。并合后的中心产物是高质量中子星或黑洞,围绕中心产物的区域会形成一个吸积盘 $M_{\text{disc}} \sim 0.2M_{\text{sun}}$, 密度 $\rho \sim 10^{12} \text{ g/cm}^3$, 温度 $T \sim 3 \text{ MeV}$ 。如此高温致密的环境,将会不断产生和吸收包括电子和中微子在内的基本粒子。

通过成功观测到GW170817双中子星并合事件,我们目前确切地知道宇宙中很大一部分的重元素(原子核数大于铁核)合成是由双中子星并合

事件所产生,是名副其实的“宇宙炼金炉”^[2]。为了进一步研究清楚可观测宇宙中由“R-过程”(r-process,亦即“快中子捕获过程”)产生的重元素丰度,有两方面需要深入探索的内容:一是全宇宙中双中子星并合事件的频率,另一方面是每一个双中子星并合事件中R-过程的产量和效率。双中子星并合过程中可以产生R-过程的场合主要有三个:(1)双星并合前因引力潮汐作用而撕裂拖曳的星体物质;(2)双星并合过程中所抛射出来的物质形成的吸积盘;(3)受磁流体动力或者中微子驱动抛射出来的喷流(方向垂直于吸积盘)。这三个场所中的后两个也是并合事件热中微子的主要产地,而热中微子的产生以及R-过程的效率都与该地点的电子与重子数比率 Y_e 紧密相关。换言之,热中微子的产生/湮灭及其传播过程中的味道转换会直接影响重元素的合成效率,甚至极大地改变千新星的光变曲线^[3]。

本文将粗浅地介绍双中子星并合过程产生热中微子和高能中微子信号的一些可能物理过程以及相应的多信使观测策略。

2 热中微子

中子星并合的过程和超新星爆发过程有许多相似之处,其中一个事件结束后中心都会形成一个致密天体(中子星或黑洞),另一个相似点是两者都会将 $\sim 10^{53} \text{ erg}$ 的引力结合能以中微子的形式释放^[3]。以中微子驱动的核塌超新星爆发(>99%的能量以中微子形式释放)从1960年起就有了详尽的研究,但中子星并合过程的中微子产生机制及相应中微子物理研究则进入2000年后才起步。主要不同之处在于,中子星并合的时标(\sim 几毫秒到几百毫秒)要比超新星的激波爆发时标(~ 0.1 —1 s)短;中子星并合热中微子大部分产生于双星并合形成的高温致密的吸积盘和中心超大质量的中子星,而超新星中微子则产生于被激波加热的罩幕(mantle)内。在中子星并合事件中,中微子辐射压驱动整个喷流,在与吸积盘平行方向上的中微子大部分会被致密介质吸收掉,而在垂直于吸

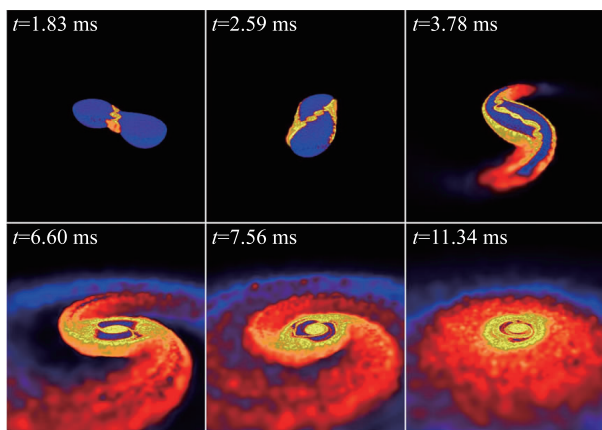


图1 双中子星并合模拟。图片来源: Daniel Price (U/Exeter) and Stephan Rosswog (Int. U/Bremen)

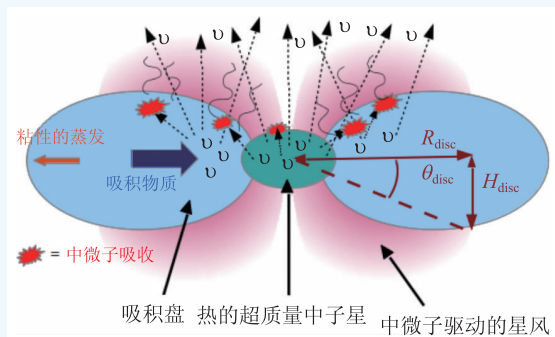
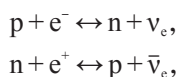


图2 中子星并合产生热中微子过程的示意图(HMNS: Hyper Massive Neutron Star)^[4]

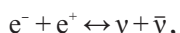
积盘的喷流方向上，中微子可以轻松逃逸^[5]，如图2所示。

中子星并合过程主要通过以下几种方式产生中微子^[5]：

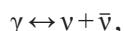
(1)核子俘获正反电子的带电流反应(只适用于正反电子中微子)：



(2)正反电子对的创生或湮灭：



(3)等离子体激元衰变：



(4)核子—核子韧致辐射：



其中过程(1)只产生或吸收正反电子中微子，对热中微子流强贡献最大，而(2)、(3)、(4)等过程能

产生或吸收所有味的正反中微子，对热中微子流强的贡献依次递减。因为双中子星并合的瞬时环境极其复杂，热中微子辐射的产生和演化过程也极其复杂，使用不同并合物质的状态方程(equation of state)来模拟所得到的中微子光度和流强大不相同。尽管一大部分的模型都预言中微子主要产生于吸积盘和中心超大质量中子星(图2)，并且以反电子中微子为主要成分(图3)，但也有个别模型得到主要成分为电子中微子的结论^[6]。另外，双中子星并合热中微子辐射的几何分布已有一定的研究(图4)但也不完全明朗(因为在极端密度环境下中微子会发生快速集体振荡，见下文)，其光度、味道成分以及外流(outflow)等特点都严重依赖于所假设的模型^[5]。

3 高能中微子

有一部分(具体比例未知)双中子星并合后的中心产物是一个稳定的磁星(磁场可达 $B > 10^{14}$ — 10^{15} G)，周围包裹着一个由抛出物形成的低质量壳层。磁星快速转动的一大部分动能(10^{52} — 10^{53} erg)沉积在这个壳层的中心(底部)并将它向外驱散，从而形成强磁化的脉冲星风云(pulsar wind nebula, PWN)，这个过程可在双星并合完成后持续几个小时到几天不等，所产生的强烈电磁辐射集中在可见光到X射线波段。这个强磁化的脉冲星风云也可以加速带电核子到极高的能量(宇宙射线)，而部分被加速后的核子又可以与周围的光子(或核子)碰撞反应，产生超高能的中微子

产生超高能的中微子(强子化过程(hadronic process)的非热(non-thermal)高能中微子。

在脉冲星云形成的早期(小于1天)，宇宙射线的能量损失形式主要是强烈的同步辐射，这时很难有效地产生中微子；而在约1天之后，达到热平衡的背景光子数超过非热光子数，这时，宇宙射线可以有效地与周围

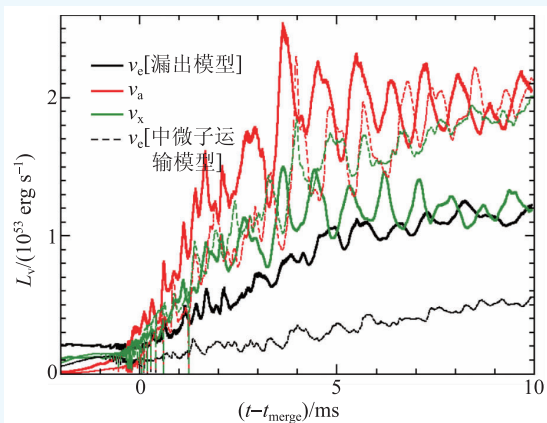


图3 双中子星并合热中微子的光变曲线，其中红色为反电子中微子，实线与虚线分别代表用两种不同的中微子传播模型得到的结果^[5]

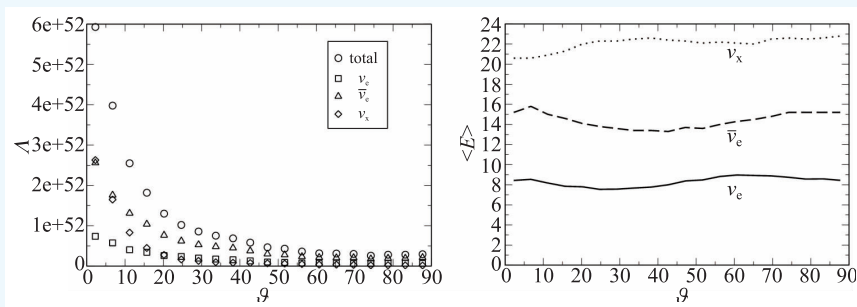


图4 中子星并合过程的中微子辐射光度的角度分布(左)；中微子平均能量的角度分布(右)。 $\theta = 0^\circ$ 是并合形成的喷流方向，未考虑中微子振荡效应^[5]

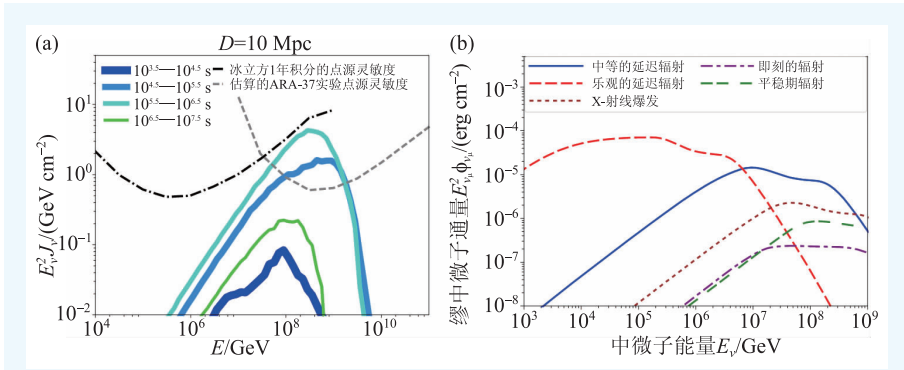
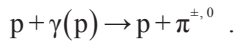


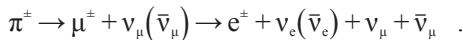
图5 (a)毫秒磁星加速宇宙射线所产生的全味高能中微子通量；(b)双中子星并合短伽马暴波在不同辐射期加速质子所产生的高能中微子通量^[7, 8]

emission), 延迟的伽马辐射 (10—100 s, extended emission, EE)、X 射线爆发(X-ray flares)和平稳期辐射(plateau emission)。这些辐射成分的具体产生机制尚不清楚, 如果探测到相关联的高能中微子则能提供一个干净的探针^[8]。不同辐射阶段所产生的高能中微子能谱如图 5(b)所示。

已达热平衡的背景光子发生光核(photonuclear)反应并产生(多个)高能 π 介子^[7]:



这些 π 介子衰变就会产生缪 (μ) 轻子和缪中微子, 缪轻子进一步衰变产生电子中微子:



在这个过程中, 中微子的产生效率和能谱取决于 π 介子和 μ 轻子在衰变前的能量损失程度, 而这又取决于所处环境的密度和磁场等物理量。如果 π 介子和 μ 轻子都能有效地完成衰变, 这个过程产生的中微子味道(不区分正反中微子)比例为 $\nu_{\mu} : \nu_e \sim 2:1$ 。大约一周之后, 背景光场密度大大降低, 宇宙射线可以直接穿越星云而不再与光子反应。

所以这整个竞争过程中, 有效产生高能中微子的时间是在双星并合后的一天到数周甚至一年内, 所产生的中微子能谱峰值在 $\sim 10^{17.5}$ eV, 如图 5(a)所示。

另外, 也有一部分的双中子星并合会产生短 (< 2 s)伽马暴。这是因为并合喷流在抛射物中传播时会形成激波, 若激波可以成功穿透抛射物, 将通过喷流内能量耗散机制产生伽马暴辐射; 若激波未能成功穿透抛射物, 其外围被热化的茧状物也可能产生短伽马暴。但无论激波成功穿透抛射物与否, 喷流内的带电粒子(质子)都可以被激波加速到极高的能量并与背景光场(或质子)发生光核反应而产生(超)高能中微子。短伽马暴的光变曲线成分一般包含: 即刻的伽马辐射(prompt

4 中微子的传播和味转换

中微子在时空中传播会发生种类(或“味”)随时空变化而相互转换, 这就是中微子振荡现象。中微子振荡是一种量子效应, 表明中微子本身有微小的质量, 其根本原因是中微子的产生或与物质的相互作用的本征态(味道本征态)与它们的质量本征态不重合, 两者之间可以通过一个旋转矩阵来连接^[9]:

$$\begin{pmatrix} \nu_e \\ \nu_{\mu} \\ \nu_{\tau} \end{pmatrix} = \begin{bmatrix} U_{e1} & U_{e2} & U_{e3} \\ U_{\mu1} & U_{\mu2} & U_{\mu3} \\ U_{\tau1} & U_{\tau2} & U_{\tau3} \end{bmatrix} \begin{pmatrix} \nu_1 \\ \nu_2 \\ \nu_3 \end{pmatrix}$$

这个矩阵俗称 PMNS 矩阵, 可以用 6 个独立的参数来描述, 分别是三个混合振荡角 θ_{12} , θ_{23} 和 θ_{13} , 两个质量差 Δm_{12} 和 Δm_{23} , 和一个 CP 相位角 δ 。通过精确测量这六个振荡参数就可以完整地描述中微子在真空传播过程中任意点的振荡概率。

然而, 中微子在介质中传播时, 由于 MSW 效应(Mikheyev—Smirnov—Wolfenstein effect) 这些振荡参数会发生改变^[10]。中微子在介质中传播的味道态演化可以用一个类薛定谔方程来描述^[6]:

$$i\hbar \frac{\partial}{\partial r} |\Psi_v(r, E_v)\rangle = H(r, E_v) |\Psi_v(r, E_v)\rangle$$

哈密顿量 $H(r, E_v)$ 可以写为

$$H(r, E_v) = H_{\text{vac}} + H_m + H_{\nu\nu}$$

其中 H_{vac} , H_m 和 $H_{\nu\nu}$ 分别描述中微子在真空、

与物质以及中微子与中微子间的作用， r 代表中微子传播的方向。

由于物质效应，太阳核聚变产生的电子中微子在逃离太阳的过程中就绝热地进行了味道转换，这使得到达地球的太阳电子中微子仅有标准太阳模型预测的三分之一左右，这是历史上有名的“太阳中微子问题”，后来在1998和2002年被Super-K(通过探测大气中微子)和SNO(通过探测三种味道的太阳中微子)实验验证是因为中微子在传播过程中发生了味道转换而变为了另外两类中微子^[11]。

中子星并合的瞬时环境密度和温度都极高，所产生的热中微子的振荡行为更是受到极大的影响。由反电子中微子主导的中微子流与介质相互作用过程中，哈密顿量中的物质项和中微子—中微子作用项有部分相互抵消，因此会出现介质—中微子谐振(matter-neutrino resonance, MNR)效应，极大地改变中微子的味道成分，并影响并合产物的动力学过程和核合成^[12]。若主要成分是电子中微子，则很难产生MNR效应(但也不是完全不可能)^[6]。

更引人入胜的是，中子星并合热中微子产生于极高温极致密的并合吸积盘和中心极大质量的中子星，而在中微子产生后，该极限环境又会继续影响中微子的集体振荡(collective oscillation)行为，并持续改变中微子的味道、能谱和流强，使得最终可观测的中微子成分和产生时大不一样^[6]。在并合环境中的大部分正反电子中微子可以通过与正反电子的作用直接影响R-过程的效率和重元素合成的产量，甚至大大改变“千新星”的光变曲线^[13]。然而，因为在超致密环境下的中微子集体快速振荡行为还没完全研究透彻(非微扰、量子多体问题)，目前通过模拟得到的双中子星并合和超新星的中微子能谱和流强都有很大的不确定度。

5 多信使观测策略和物理意义

双中子星并合的热中微子信号与核塌超新星爆发所产生的信号很相似，最大的不同点在于(大

部分模型预言)并合中微子流中反电子中微子成分占主导。实验观测上能帮助明确界定两者的手段是与引力波信号的联合：在双星并合后约15 ms产生的热中微子流强达到峰值。因此，若先观测到引力波信号(超新星爆发的引力波信号要弱得多且波形与双星并合引力波信号很不一样)后约15 ms观测到中微子信号，则能确定中微子信号来源于双中子星并合^[3]。另外，双中子星并合的中心产物及其状态方程无法通过引力波信号来确定(因为这时引力波信号已经很弱)，若能继续探测到并合后几个小时到数周内达到峰值的高能非热中微子，就可以确定中心产物是稳定的磁星^[7]。

5.1 热中微子观测

目前，我们对双中子星并合热中微子能谱研究得还不清楚，但即使探测到一个中微子也能获得能谱标度、中微子绝对质量上限和并合产物等重要信息^[14]。世界上现在运行中的对MeV能级热中微子有灵敏度的探测器有：Super-K(水)、Ice-Cube(冰)、Antares/KM3NeT(海水)、Baikal-GVD(湖水)、KamLAND(液闪)、Borexino(液闪)、Daya Bay(液闪)、HALO(铅)、Nova(液闪)；下一代正在建设中的MeV—GeV能级中微子探测器有JUNO(中国主导)和DUNE(美国主导)。值得一提的是，由我国主导的江门中微子观测站(JUNO)，采用拥有低能量阈值的液态闪烁体作为中微子反应介质，建成后将是全世界最大的液闪中微子探测器。JUNO的主要科学目标是测量三种中微子的质量序，而其优越的探测器性能，也将在这个能区的天体中微子监控和探测(尤其是下一个银河系内的核塌超新星事件)中发挥主导作用。

由GW170817事件推算到双中子星并合事件约为 $R_0 \sim 10^{-7} \text{ Mpc}^{-3} \text{ yr}^{-1}$ ^[15]，银河系内约一百万年发生一次；前面提到的中微子探测器也仅仅对银河系内的双中子星并合或者超新星爆发事件有探测灵敏度。为了拓展天体热中微子的探测视界到 $\sim 200 \text{ Mpc}$ ，物理学家们倡议建设百万到千万吨目标质量的热中微子探测器，如掺钷的Hyper-K、Deep-TITAND和MICA，并用它们作为长期的天

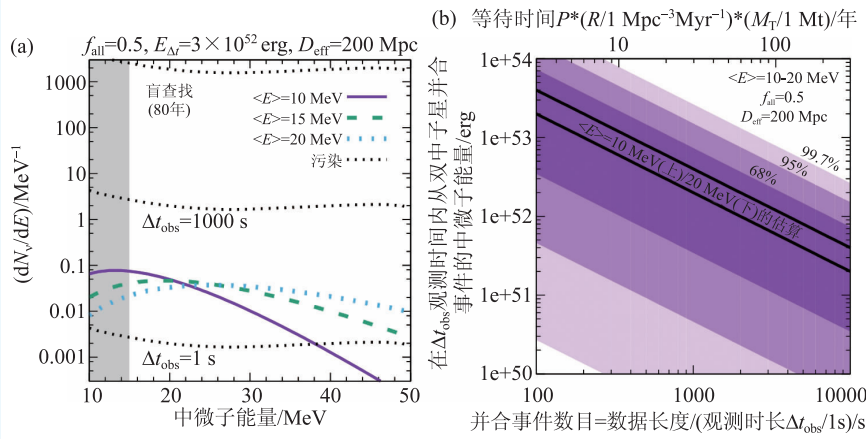


图6 (a)以地球为中心的200 Mpc本地宇宙内可探测的双中子星并合热中微子能谱; (b)在一定观测时长下的并合中微子能量和200 Mpc内并合事件数目的关系^[14]

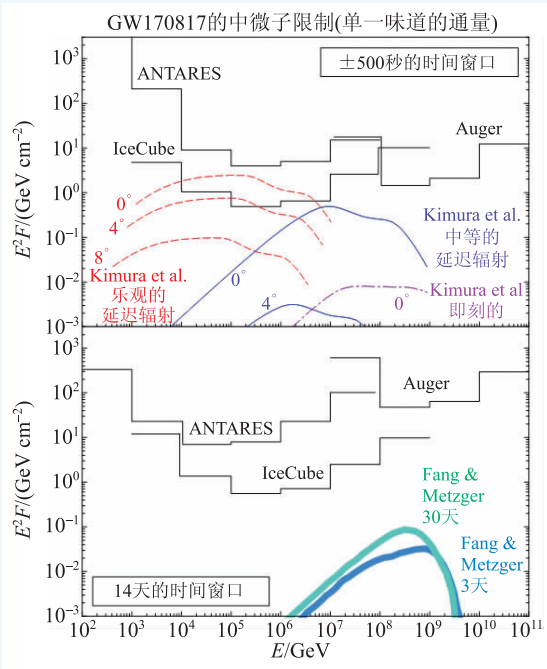


图7 ANTARES、IceCube、Pierre Auger对GW170817事件的中微子信号寻找结果为空,因此给出了相应能区的中微子流强限制^[18]

体热中微子监控望远镜^[14], 见图6。

5.2 高能中微子观测

世界上目前在运行中的TeV—PeV能段中微子望远镜有位于南极极点的IceCube探测器, 位于地中海的Antares/KM3NeT探测器和位于贝加尔

湖的Baikal-GVD探测器。其中, IceCube的目标质量最大, 达到10亿吨级, 对 $E^2\Phi_{\nu} \sim 10^{-8} \text{ GeVcm}^{-2}\text{sr}^{-1}\text{s}^{-1}$ 的天体中微子扩散流强有探测灵敏度(一年可探测到10—100个事件), 也是目前唯一成功探测到高能天体中微子的探测器^[16]。因为中微子点源和缪中微子事件的角度分辨率较小, 平均来说, 在该方向上的大气中微子本底要比全天积分的本底低, 所以Ice-

Cube对中微子点源的灵敏度约比扩散流灵敏度好(低)一个数量级^[17]。

以10 Mpc观测距离为例, IceCube对一些乐观模型参数的中子星并合高能中微子有探测灵敏度, 但即使是比较悲观的模型参数, 以提升一个数量级的灵敏度为目标的下一代高能中微子望远镜如IceCube-Gen2也有探测灵敏度。在超高能段(>10 PeV), 现在正在运行/建设的中微子探测器有ANITA, ARA和ARIANNA, 三者都是以超高能中微子在南极大陆冰层里发生反应后所产生的次级粒子级联事件的射电辐射为观测信号。另外, 宇宙射线大气广延簇射阵列Auger探测器也对超高能中微子有一定的探测灵敏度。由我国主导筹建的GRAND超高能中微子探测射电阵列, 跟世界上其他正在筹建的同类探测器相比, 在100 PeV以上有最优的灵敏度, 一旦建成, 则可以引领这个能区的中微子天文学研究。

5.3 GW170817的中微子信号寻找

在GW170817双中子星并合事件的多信使随进展观测运动中, IceCube, Antares和Auger也分别作了在不同时间窗口(以引力波信号时间为0点, ±500 s和+14天)寻找与该事件巧合的高能中微子的努力, 都没有找到高能中微子与GW170817相

关的证据,这与并合产物为稳定磁星或短伽马暴的理论计算预期都符合;另外, IceCube 在 MeV 能段的在线超新星触发系统也没有发现显著相关的信号。这些分析和零结果对一些预言中微子和引力波同时到达的模型作出了限制,但对中微子产生延迟数天的模型没有灵敏度(因为太远了),见图 7^[18]。除此之外,超级神冈中微子探测器(Super-K)也采用相似的时间窗口对 GW170817 作了中微子信号(3.5 MeV—100 PeV)的随进寻找,没有找到显著信号,也给出了相应能区中微子流强的限制^[19]。

6 总结与展望

双中子星并合事件是理想的天体粒子物理实验室:联合多时标下观测到的引力波信号、电磁信号、宇宙射线信号和热/非热中微子信号,不仅可以研究宇宙中致密天体极剧烈的并合机制和周围时空的性质,还可以研究并合事件后所形成的天体性质及其周围的物理环境。以引力波为先导的多信使联合观测确实为人类观测和理解宇宙打

开了一扇全新的窗口。其中,中微子信号更是引人入胜,一方面中微子作为一种拥有微小质量的基本粒子,只参与引力作用和弱相互作用,在实验上观测很不容易,因此中微子自发现至今仍蒙着多层神秘的面纱:中微子的绝对质量是多少?三种味道的中微子质量大小顺序为几何?它们是不是自身的反粒子?一旦被探测到,我们不仅能利用中微子来探索连电磁信号都不能逃逸的极端致密天体源环境,还能在天文尺度上探索中微子的基本性质,甚至寻找超越粒子物理标准模型以外的新物理。另外,延迟的非热高能中微子的探测也能辅助深入研究双中子星并合后星体本身的性质、其周围的磁场环境以及宇宙射线的加速机制,进一步揭秘高能宇宙射线起源的百年谜题。

致谢 感谢北京大学天文系徐仁新教授的邀请;感谢与明尼苏达大学钱永忠教授、斯坦福大学方可博士、台湾物理研究所郭刚博士、集美大学谢祿教授进行的富有洞见的讨论,以及他们对改进本文的建议。

参考文献

- [1] 来小禹,徐仁新. 物理, 2019, 48(9): 554
- [2] 陈海亮,陈雪飞,韩占文. 物理, 2019, 48(9): 561
- [3] Rosswog S *et al.* Mon. Not. Roy. Astron. Soc., 2003, 342: 673
- [4] Perego A *et al.* Mon. Not. Roy. Astron. Soc., 2014, 443: 3134
- [5] Foucart F *et al.* Phys. Rev. D, 2016, 93: 044019
- [6] Tian J Y *et al.* Phys. Rev. D, 2017, 96: 043001
- [7] Fang K, Metzger B. Astrophys. J., 2017, 849: 153
- [8] Kimura S *et al.* Astrophys. J., 2017, 848: L4
- [9] Eidelman S *et al.* (Particle Data Group) (15 July 2004)
- [10] Wolfenstein L. Phys. Rev. D, 1979, 20(10): 2634; Mikheyev S P, Smirnov A Yu. Soviet Journal of Nuclear Physics, 1985, 42(6): 913
- [11] Super-Kamiokande Collaboration. Phys. Rev. Lett., 1998, 81(8): 1562; SNO Collaboration. Phys. Rev. Lett., 2001, 87(7): 071301
- [12] Zhu Y *et al.* Phys. Rev. D, 2016, 94(10): 105006
- [13] Wu M, Tamborra I. Phys. Rev. D, 2017, 95(10): 103007
- [14] Kyuoku K *et al.* Phys. Rev. D, 2018, 97(10): 103001
- [15] LIGO Scientific and Virgo Collaborations. Astrophys. J., 2016, 832(2): L21
- [16] IceCube Collaboration. Science, 2013, 342: 1242856; The IceCube, FermiLAT, MAGIC, AGILE, ASASSN, HAWC, H.E.S.S., INTEGRAL, Kanata, Kiso, Kapteyn, Liverpool telescope, Subaru, Swift/NuSTAR, VERITAS, VLA/17B-403 teams. Science, 2018, 361: eaat1378; IceCube Collaboration. Science, 2018, 361: 147
- [17] IceCube Collaboration. Astrophys. J., 2017, 835(2): 151
- [18] ANTARES and IceCube and Pierre Auger and LIGO Scientific and Virgo Collaborations. Astrophys. J., 2017, 850(2): L35
- [19] Super-Kamiokande Collaboration. Astrophys. J., 2018, 857(1): L4