

宇宙中的暗物质

戴长江

(中科院高能物理研究所 北京 100039)

十多年来,宇宙中暗物质的研究已成为天体物理、粒子物理和宇宙学的交叉热点,其中的冷暗物质的观测研究也已成为当今非加速器物理实验最热门的课题之一。

本文将简要地综述:宇宙中存在暗物质的证据;暗物质的探测以及发展趋势。

一、暗物质存在的证据

现代天文观测和暴胀宇宙论的研究表明:如果真空能密度 $\Omega_A = 0$,那么宇宙中的物质绝大多数是暗物质,暗物质中大多数是非重子暗物质,非重子暗物质中主要是冷暗物质粒子。若 $\Omega_A = 0.7$,那么其余的部分仍然以冷暗物质为主。

宇宙相对密度 $\Omega = \rho / \rho_c$, ρ 是宇宙密度, ρ_c 为临界密度(约为 $0.47 \times 10^{-29} \text{g/cm}^3$)。 $\Omega < 1$ 时,宇宙是无限的,为开放式。 $\Omega > 1$,宇宙是有限的,为封闭式。 $\Omega = 1$ 时,宇宙介于有限和无限之间,称为平坦式。宇宙属于何种模式,取决于 Ω 的观测。现代天文观测表明, Ω 值随观测范围的扩大而增大。在星系(如银河系)尺度内,由光学手段观测到可见的物质密度: $\Omega < 0.02$ 。在星系团和超星系团范围,通过其动力学观测,估计 $0.1 \leq \Omega \leq 0.3$ 。在大尺度结构,由红移天文观测,估计 $0.25 < \Omega < 2$ 。如果 $\Omega = 1$,可见物质仅占 0.02,绝大多数是暗物质。暗物质存在的主要证据:

所观测的螺旋星系(银河系, NGC3198, NGC6503 等)中星云旋转速度几乎不随星系盘径向的距离而改变,甚至在几倍于星系盘半径处星云的速度仍然几乎为常数。按离心力与引力平衡原理:如果星系盘外无暗物质,在盘外距盘心 r 处的可见物质的旋转速度 $V(r)$ 反比于 \sqrt{r} ,这与观测结果相矛盾。为解释星云速度不

变现象,必须承认星系晕中存在着比可见物质多十倍以上的暗物质。这些暗物质可能是褐矮星、中子星、黑洞或人们称之为重质量致密晕体(MACHO)。近些年来,天文观测表明:确实存在着 MACHO,其质量在 0.1—1.2 倍的太阳质量之间,占星晕总质量的 30—50%。

那么晕中还有另一半应是非重子暗物质。

暗物质存在的另一些证据:在星系空间气体辐射的 X 射线观测中,气体的平均速度大于其逃逸速度。在宇宙微波背景的观测中,所测得的分布很接近绝对黑体辐射分布。这些现象的解释,必须承认宇宙空间中存在大量暗物质。

质子、中子这些重子组成原子核,核与电子构成原子,进而是分子,这就是通常所说的由重子组成的物质,它既包括可见物质也包括暗物质部分,如 MACHO。那么重子物质在宇宙中占多少份额?基于大爆炸的核合成理论可计算出宇宙中由重子组成的轻元素丰度,但要解释近些年来对远河星系(红移 $Z = 3.3$)轻元素 ^2H 、 ^3He 、 ^4He 、 ^7Li 等丰度的观测结果,必须要求重子物质密度 $\Omega_B < 0.1$ 。这就是说宇宙中非重子暗物质占大多数。非重子暗物质分为热暗物质(HDM)和冷暗物质(CDM)。一般认为:如果 $\Omega_A = 0$, $\Omega = \Omega_B + \Omega_{\text{HDM}} + \Omega_{\text{CDM}} = 1$ 。相应的比例 $\Omega_B : \Omega_{\text{HDM}} : \Omega_{\text{CDM}} = 0.05 : 0.25 : 0.70$ 。如果 $\Omega_A = 0.7$, Ω_{CDM} 接近于 0.2。

综上所述,重子暗物质是指不可见的由重子组成的暗物质,如 MACHO、褐矮星、中子星、黑洞等。非重子暗物质是指宇宙早期或在宇宙演化过程中遗留下来的弱作用粒子。宇宙大爆炸后经历了超高能、高能、低能过程,对应的物理规律也经历了大统一(能量尺度 10^{15}GeV)、弱电统一(数百 GeV)、量子色动力学(数百 MeV),……。宇宙大爆炸及其演化所产生的粒子则遵循这些规律。对应于弱相互作用,存在着退耦温度 T_d (约为 1MeV)。当粒子的质量 $m < T_d$ 时,粒子先退耦;失去碰撞湮灭机会而遗留下来。这类弱作用的粒子称为热暗物质粒

子,其质量很小,数量很多,速度接近于光速.它的候选者如中微子,因此中微子性质,特别是其静止质量的测量研究,将有助于热暗物质问题的解决.根据宇宙论的标准模型,具有质量 m_ν 的中微子对宇宙密度的贡献:

$$\Omega_{\text{HDM}} h^2 = \Sigma m_\nu / 94\text{eV}$$

如果 Σm_ν 为几个 eV, $\Omega_{\text{HDM}} \approx 0.2$, 这似乎可解释宇宙的热暗物质问题.但有人认为,中微子是费米子,据泡利不相容原理,它们不可能过多地聚集在一起而构成热暗物质.

当粒子的质量 $m > Td$ 时,粒子先大量湮灭,之后,少量的退耦而遗留下来,这类弱作用的粒子称为冷暗物质.其质量很重而数量很少,运动速度很慢.冷暗物质候选者之一——宇宙早期遗留下来的稳定的弱作用的重粒子(WIMP),是一种未知的新粒子,可能是超对称模型所预言的 neutralino.还有人认为它可能是一种强作用的重粒子(SIMP),如超对称模型的 \tilde{q} . 这些 WIMP 对宇宙密度的贡献:

$$\Omega_w h^2 = 0.1 pb \cdot c / \sigma_A \langle v \rangle$$

σ_A 为湮灭截面, $\langle v \rangle$ 为 WIMP 的平均速度, $pb = 10^{-36} \text{cm}^2$, c 为光速.若取 $\Omega_w = \Omega_{\text{CDM}}$, σ_A 等于弱作用截面, $\langle v \rangle$ 为千分之一光速,估计 WIMP 的质量范围为 $10\text{GeV} < M_w < 1000\text{GeV}$, 这为 WIMP 的寻找提供依据.冷暗物质另一特殊的候选者——轴子,它是为解决强作用中 CP 破坏而引入的粒子,可能产生于宇宙早期,对宇宙密度的贡献:

$$\Omega_a h^2 = 2(m_a / 10^{-5} \text{eV})^{-1.18}$$

m_a 为轴子的质量,其取值范围: $10^{-6} \text{eV} - 10^{-3} \text{eV}$, 轴子是一种特殊的轻的冷暗物质粒子.

实际上,冷暗物质的观测研究就是在宇宙(宇宙线)中寻找新粒子的实验研究,它对粒子物理、天体物理和宇宙学的发展具有重要的意义.

二、暗物质的探测

(一) 重子暗物质的观测

中子星、黑洞等多为高空科学气球或卫星载的空间 X 或 γ 射线望远镜所观测,这里不再复述.下面主要介绍近些年来对 MACHO 的观

测.如果银晕存在 MACHO,那么在银河系内,例如在地球上用光学望远镜观测银河外星系,例如大麦哲伦星系的恒星,该恒星的图象将由点状变成环状,称爱因斯坦光环,这是由于 MACHO 对星光的引力透镜效应所致的.同时此光环的亮度随时间变化呈周期性,而且与光的波长无关,这有别于非引力透镜情况下的变星现象,因而可把其从变星的背景中区分开.对银河外星系的数百万颗恒星的观测,经统计分析,即可确认银晕中 MACHO 是否存在.自 1990 年以来, MACHO、EROS 和 OGLE 等合作组分别对 MACHO 进行了观测,确认了银晕中 MACHO 的存在,其质量在 0.1—1.2 倍的太阳质量之间,占银晕总质量的 30—50%.

(二) 冷暗物质的观测

1. 轴子的探测

如上述,轴子的质量很小,在 $10^{-6} \text{eV} - 10^{-3} \text{eV}$ 之间,寻找它的实验很困难.通常的实验方法是借助于轴子在强磁场中转化为 γ 射线,通过此 γ 射线在谐振腔中产生的共振,或与激光产生的相干效应来确认轴子.已进行的实验均未找到轴子.较大规模的实验(如 LLNL 和日本 Tokyo)还在进行,人们期待着他们的结果.

2. WIMP 的寻找

有加速器物理实验,也有非加速器物理实验.不少加速器物理实验如在 LEP 的四个实验做了很多努力,但都未能获得正结果,仅给出 Higgs 粒子质量下限 $90\text{GeV} / C^2$.

下面主要介绍非加速器物理实验.

1985 年以来, WIMP 的观测研究逐渐成为非加速器物理最热门的课题之一.其探测方法有二,即间接法和直接法.

(1) 间接法

WIMP 被太阳、地球或银晕俘获,湮灭产生次级粒子:

$$X\bar{X} \rightarrow \nu\bar{\nu} \text{ 或 } \gamma \text{ 或 } \bar{P} \text{ 或 } e^+$$

间接探测法即是通过探测次级粒子来确认 WIMP.观测在空间湮灭所产生的 \bar{P}, e^+, γ 的如丁肇中领导的 AMS, 将于 2000 年后投入运

行。观测在太阳、地球中心湮灭产生中微子的有大型中微子探测器,为屏蔽宇宙线背景,它们被装在地下或山洞中,主要基于探测由中微子在岩层或探测器介质中产生的 μ 子来确认 WIMP。此类 μ 子多选择向上事例。某些地下中微子探测器的性能及其所测量的和理论预期的向上 μ 事例列于表1。流强单位为 $10^{-13} / \text{cm}^2 \cdot \text{s} \cdot \text{Sr}$ 。

基于 SUSY, 预期 WIMP 被地球俘获。所

产生的 μ_{up} 流强为 $10^{-14}—10^{-17} / \text{cm}^2 \cdot \text{s}$ 。由表1可见,地下中微子探测器所观测到向上 μ 事例率主要是由大气中微子所产生的,而由 WIMP 产生向上 μ 事例率至少比它低一个量级。显然,期望测到 WIMP 信息尚需更大的探测器规模和更长的观测时间。总之,这类探测器规模大,接收度高。但有二个问题:一是大气中微子等本底很高。二是中间过程多(如俘获、湮灭、转换等),待定参数也多,而且难以算准,因此间

表1 地下中微子探测器的性能及其所测到的向上 μ 数据

ν 探测器	超神冈	神冈	IMB	MACRO	BAKSAN
探测技术	水切仑柯夫	水切仑柯夫	水切仑柯夫	闪烁径迹量能器	闪烁量能器
探测器规模 (m^3)	$\pi 16.9^2 \times 36.2$	$\pi 7.8^2 \times 16.1$	$18 \times 17 \times 22.5$	$12 \times 77 \times 9$	$17 \times 17 \times 11$
地下深度 (等效水深m)	2700	2700	1570	3700	850
有效运行时间 (年)	0.63	~7	2.53	3.06	11.94
获取 μ 阈能 (GeV)	≥ 6	> 3	≥ 1.8	> 1	> 1
向上 μ 事例数	267	364	430	255	558
向上 μ 流强	1.76 ± 0.10	1.91 ± 0.10	2.22 ± 0.11	3.62 ± 0.55	3.25 ± 0.19
大气 ν 产生向上 μ 流强的理论值	1.81	2.21	2.51	2.85	2.85
WIMP产生向上 μ 流强的上限				< 0.31 (地球) < 0.66 (太阳)	< 0.21 (地球) < 0.35 (太阳)

注:表中(地球)、(太阳)分别表示WIMP被地球、太阳俘获、湮没的情况。

接观测法较难获得准确的观测结果。

(2) 直接法

此法是通过探测 WIMP 与靶核弹性(非弹性)散射信号直接探测 WIMP。1992年在法籍华人学者陶嘉琳博士的倡议和帮助下,在北京召开“宇宙中的暗物质”国际研讨会,并成立了“Beijing-Paris-Rome-Saclay”BPRS合作组和“Beijing-Rome”DAMA合作组。随后,我们这两个合作组采用含不同靶核的多种闪烁探测器直接探测 WIMP,取得很重要的进展。

关于非弹性散射,则是通过探测由 WIMP 激发靶核后其退激发所发射的 γ 射线来探测 WIMP的。其有靶核数 N 的探测器所测到的这类 γ 射线的计数率正比于 WIMP 与靶核的非弹

性散射截面 σ_I 、WIMP的密度 ρ_w 和平均速度,而反比于 WIMP 的质量 M_w 。原则上,如果知道 ρ_w 、 σ_I ,由所测的计数率可拟合处理而得到 WIMP 的质量 M_w 。由于目前探测技术所限,仅能给出参量 σ_I (或 ρ_w)的极限值。DAMA组采用6.5kg的液氙,通过测量由 WIMP 激发 ^{129}Xe 退激发所发射的39.6keV γ 谱线,给出 $\rho_w—M_w$ 参数平面内的新排除域, ρ_w 的下限为 $10\text{GeV}/\text{cm}^3$ 。Osaka组曾用NaI(Tl)晶体,测量 ^{127}I 被 WIMP 激发而发射能量为57keV的 γ 射线,给出 ρ_w 的下限 $\sim 100\text{GeV}/\text{cm}^3$ 。

关于弹性散射,是通过测量 WIMP 引起的靶核反冲能谱来寻找 WIMP 并确定其质量的。但目前仅能给出一些极限值,即在设定天体物

理参数 ρ_w 后,给出弹性作用截面 σ_0 对 M_w 关系极限曲线.或设定核物理参数 σ_0 后,给出 ρ_w 对 M_w 关系极限曲线.用于测量核反冲信号的探测器有闪烁体(NaI(Tl)、CaF₂(Eu)、液氙(liquid Xe)……,半导体探测器(Ge, Si)和低

量热器 Bolometer. 它们的规模、性能及观测结果(自旋无关(SI)的作用截面上限)如下:

A. 闪烁体

其规模、性能及观测结果见表 2.

显然, BPRS & DAMA 组的 NaI(Tl) 晶体

表2 闪烁体探测器的规模、性能及观测结果

合作组	实验室	闪烁体类型	规模 (kg)	放杂浓度		阈能 (keV)	实测本底(在阈能处) (cpd/keV kg)	σ_{wn} 上限 (pb) (SI) (m_w 在60GeV处)
				U/Th	³⁹ K			
BPRS (Beijing -Paris-Rome -Saclay)	LNGS	NaI(Tl)	100	2ppt	50ppb	2	1	5×10^{-6}
DAMA (Beijing-Rome)		CaF ₂ (Eu)	0.4			4	15	
		Liq.Xe	6.5			10	3	5×10^{-5}
Osaka	Kamiokande	NaI(Tl)	36	0.3ppb	0.5ppm	5	6	
UK	Bulby	NaI(Tl)	6	-	-	7	2	2×10^{-5}

阵列与英、日组相比,具有规模最大,放射性杂质浓度、阈能、实测本底等都最低,因而给出的作用截面 σ_0 上限也最低. BPRS & DAMA 组最先采用 CaF₂(Eu) 和液氙(liquid Xe) 探测 WIMP, 在世界上首次给出 σ_0 的上限, 对于自旋相关的作用截面分别为 4pb(CaF₂) 和 1pb(Xe).

B. 半导体探测器

通过测量 WIMP 引起靶核反冲的电离信号(电子-空穴对)来探测 WIMP. UCSB/UCB/LBL 合作组最先采用 2kg Ge 探测 WIMP, 给出自旋无关作用截面的上限 100pb.

近些年来, Heidelberg-Moscow 组采用富集 ⁷⁶Ge 半导体探测器 10kg, 在做双 β 衰变实验的同时兼做 WIMP 实验. 给出自旋无关作用截面上限 2×10^{-5} pb(M_w 在 60GeV 处), 但不如 DAMA 组 NaI(Tl) 所给出的结果.

C. 低温热能测量计 (Bolometer)

它工作于低温(几十 mK), 可测量由核反冲产生的温度变化, 具有低阈能, 高能量分辨的

特点, 是探测 WIMP 的理想探测器, 但目前尚处于研制阶段, 还未投入观测实验. 现在所研制的 Bolometer 的种类及性能简列如表 3.

比较上述的三种探测器, 就现阶段而言, 闪烁体已达到低放射性、低阈能、低本底、大规模, 很适合于 WIMP 的直接观测.

直接法与间接法相比, 具有过程简单, 待定参数少等优点, 可望获得较准确的结果. 但由于 WIMP 是弱作用的, 其事例率很低 ($10^{-1} \sim 10^{-4}$ cpd / keV · kg), 另外, WIMP 所引起的核反冲信号很弱, 仅几个 keV, 因此这类实验的关键在于研制相当规模、低本底探测系统和开发相应的实验技术与方法. 下列是 BPRS & DAMA 组所采用的主要措施:

a. 探测器装在山洞中或地下, 利用厚岩层屏蔽宇宙线.

b. 大幅度降低探测器件的放射性杂质(如 U / Th $\sim 10^{-12}$). 北京组在国家自然科学基金委的支持下, 曾建成低本底测量装置, 为 BPRS

表3 Bolometer 的类别与性能

合作组	Bolometer 种类	重量(克)	工作温度 (mK)	能量分辨 (σ/E)	阈能 (keV)
Milano Univ.	TeO ₂	334	25	1%(60keV)	
CRESST	Al ₂ O ₃	250	7	0.2keV(1keV)	0.5
TOKYO	LiF	2.8	12	6%(60keV)	4

组挑选器件作出贡献。

c. 探测器的中子、 γ 屏蔽采用低放射性的材料: 石蜡(30cm) + Cd(1.5mm) + pb(15cm) + Cu(10cm)。

d. 封闭探测器系统, 用纯氮气驱赶系统内部的氦气。

e. 低噪声、低阈能的数据获取系统 DAQ, 北京组设计了多路混合调制器, 使系统的阈能达 4keV。

f. 从本底中提取核反冲信号的有效方法:

根据 WIMP 在 NaI(Tl) 中产生核反冲信号的脉冲波形与 γ 射线所产生的波形的不同, 法国和罗马组采用参考脉冲法扣除本底, 北京组采用统计分析法扣除本底, 共同的努力使 DAMA 组获得最好的结果。

寻找 WIMP 的另一有效途径——WIMP 年调制效应的观测, 太阳对 WIMP 相对运动的速度约 230km/s, 地球以速度 30km/s 绕太阳公转, 其公转平面与太阳速度的倾角为 60° , 这样, WIMP 对地球的速度:

$$v_x = 230 + 15\cos\omega(t - t_0) \\ \omega = 2\pi / 365,$$

t_0 为 6 月 2 日 (此日 WIMP 对地球的速度达极大值)。

由 v_x 引起的核反冲事例率:

$$S(t) = S_0 + S_m \cos\omega(t - t_0)$$

S_m 为 WIMP 的年调制量。 $S(t)$ 随时间有周期变化 (周期为一年)。 现在 DAMA 组的 NaI(Tl) 晶体阵列本底很低, 且没有周期变化, 100kg 的规模可获足够统计量的事例, 因此 DAMA 组于 1996 年 5 月开始对 WIMP 的年调制效应进行了观测, 初获结果:

在能量为 2—12keV 范围内, S_m 的平均值 $\langle S_m \rangle = 0.037 \pm 0.008 \text{cpd} / \text{keV} \cdot \text{kg}$. 参数估计: $M_w \approx 60 \text{GeV} / c^2$, 自旋无关作用截面约为: $5 \times 10^{-6} \text{pb}$. 此结果在 TAUP'97 上首次发表, 而后刊于 Phys. Lett. B424(1998)195, 引起同行的密切关注, 因这可能隐含着 WIMP 的存在。当然尚需要更高统计量的验证和重复性的检验。

3. SIMP 的寻找

D. Starkmen 等人综述了以往的实验结果及有关模型, 提出了 SIMP 在作用截面 σ_{S-N} 与 SIMP 质量 m_s 参数平面内可能存在的三个区域。 BPRS 组期望在这些区域内寻找 SIMP, 并于 1993 年开始了此项实验 (主要由北京组负责)。 SIMP 具有千分之一光速, 又属于强作用性质, 因此可采用成对 NaI(Tl) 晶体作符合测量, 进而获取 SIMP 事例。 实验采用了北京组的排除本底的有效措施:

- * 同时设置时间窗口 (据 SIMP 的速度和每对晶体之间距离) 和能量窗口 (据 m_s 的范围) 大量排除符合本底。

- * 采用脉冲波形分析法排除本底、噪声。

- * 采用多路符合法再次降低本底。

从而获得新成果, 即在 D. Starkmen 等人所列的 SIMP 可能存在区域中给出新的排除域。

三、展望

DAMA 组获得首例的 WIMP 年调制效应, 并引起同行的密切关注。 为确认之, DAMA 组将扩大 NaI(Tl) 晶体阵列规模 (如 500kg 以上), 北京组将负责扩展的 DAQ 和采用神经网络分析法更有效地从本底中提取核反冲信号。 从而在更高统计量的水平上检验 WIMP 的年调制效应。 英国的 NaI(Tl) 组也将扩大规模和降低本底, 目的也在于检验此效应。 正如 CERN COURIER (97 年 11 月) 所报道的: HDMS 组、CDMS 组和 GENIUS 组分别将在半导体探测器和低温热能测量计方面大规模 (如吨级) 地投入以及尽可能地提高其性能, 期望在更低本底水平下寻找 WIMP, 在更高统计量的范围内检验 WIMP 的年调制效应, 进而确定 WIMP 的存在。

在间接观测 WIMP 方面, Super Kamio-kande 继续的长期运行, 可望获新结果。

关于轴子的寻找, LLNL 和日本 Tokyo 尚在进行, 不久将有新结论。 至于 MACHO 的观测, MACHO、EROS 和 OGLE 等合作组仍在继续, 可望获得更高统计精度的结果。