

文章编号: 1000-8349(2011)04-408-14

中性氢研究的前沿问题

钱磊, 李会贤, 朱明, 田文武

(中国科学院 国家天文台, 北京 100012)

摘要: 氢元素是宇宙中重子物质的一种主要成分。处于中性状态的原子氢(通常简称为中性氢)在宇宙中分布广泛,是恒星和星系的物质基础。中性氢是分子云中的一种重要成分。它在星系中的分布广泛而延展,是研究星系的物质分布、动力学以及暗物质性质很好的示踪物。中性氢的研究已经有较长的历史,随着射电望远镜灵敏度和角分辨率的提高,正在形成越来越多对中性氢的新认识。对中性氢的进一步研究对其他一些天体物理研究也有重要意义。概括中性氢研究的几个前沿问题,包括研究中性氢对软X射线观测的影响,用银河系中性氢的动力学模型限定天体距离,研究分子云中的中性氢成分,用中性氢研究星系的动力学和星系中的暗物质分布,用高分辨率的中性氢观测研究星系的相互作用以及用中性氢研究宇宙的大尺度结构。对不熟悉中性氢研究的研究者而言,这可以作为了解这个领域的一个参考。

关键词: 星际介质; 中性氢; 结构

中图分类号: P155.2 **文献标识码:** A

1 简介

氢是宇宙中最简单、最丰富的元素,宇宙早期核合成的产物之一。在宇宙电离介质复合之后的一段时期内,氢元素以中性原子(中性氢)的形式存在。随着密度涨落的生长,一些高密度区域塌缩形成第一代恒星和星系,它们的辐射使宇宙介质再次电离,形成我们现在看到的宇宙。今天,还有大量中性氢广泛存在于众多星系之中。以银河系为例,银盘中含有大量中性氢,银晕中也有众多中性氢云。有两种处于稳定态的中性氢气体^[1, 2],一种是温度 $T < 300$ K的冷中性介质(CNM),另一种是温度 $T \gtrsim 5\,000$ K的暖中性介质(WNM)。中性氢是分子云形成的物质基础,因而也是恒星形成的物质基础。

1944年, van de Hulst预测在1 420 MHz频率处可以观测到银河系中的中性氢基态超精细结构跃迁谱线^[3],对应的波长大约是21 cm,这条谱线就是氢21 cm谱线。中性氢气体的冷却机制主要是禁戒跃迁谱线,和氢21 cm谱线无关^[1]。中性氢的观测研究始于20世纪50年

收稿日期: 2011-05-17; 修回日期: 2011-07-18

资助项目: 国家自然科学基金(011241001, 011231001); 中科院百人计划(934011001, 034031001)

代Ewen和Purcell对银河系中性氢的观测^[4]。此后进行了大量中性氢观测, 其中包括近年来的一些大天区中性氢巡天, 例如, 莱顿-德温厄洛巡天 (Leiden-Dwingeloo survey, LDS^[5])、阿根廷射电天文研究所巡天 (Instituto Argentino de Radioastronomía survey, IAR^[6]) 以及将两者结合得到对银河系全天进行的莱顿-阿根廷-波恩巡天 (Leiden-Argentine-Bonn survey, LAB, 分辨率36^[7], 见图1)¹。这些大天区巡天提供了一般用途的数据库, 适合进行一些大尺度结构的分析。Arecibo 望远镜对银河系进行了GALFA巡天^[8]。一些射电干涉阵也对银道面进行了细致的观测, 例如加拿大银道面巡天 (Canadian Galactic Plane Survey, CGPS^[9])²、南天银道面巡天 (Southern Galactic Plane Survey, SGPS^[10])³ 和甚大阵银道面巡天 (VLA Galactic Plane Survey, VGPS^[11])⁴。这些干涉阵观测帮助我们了解了银河系中性氢的小尺度结构。

从首次观测到中性氢21 cm谱线至今, 已经积累了很多中性氢的观测结果, 相关文献浩如烟海。要在一篇文章中对这些观测结果和相关文献进行总结是难以实现的。已有的一些很好的综述大多侧重某个方面, 例如Dickey和Lockman^[12], Kalberla和Kerp^[2]详细描述了银河系中的中性氢分布及其动力学, 而Wakker和van Woerden^[13]描述了银河系中的高速中性氢云。虽然已经取得了很多成果, 世界上一些望远镜仍然正在进行或计划进行中性氢巡天观测。除了进一步了解中性氢分布本身外, 更为重要的原因在于, 中性氢观测是其他一些天体物理研究的基础。本文将围绕以下几个方面阐述中性氢研究中的一些前沿问题。

对银河系中性氢分布的研究是软X射线观测的基础。软X射线波段观测通常受到星际介质 (主要是中性氢) 吸收的影响, 不仅一些低银纬的源无法观测, 而且一些高银纬源的亮度也由于吸收的影响而下降。只有详细了解了中性氢在银河系中的分布, 才能准确地修正软X射线观测中由于中性氢造成的吸收, 得到软X射线源的真实亮度。

中性氢测距是一种估计天体距离的有效方法^[14-17]。这种方法主要基于银河系中性氢做平面圆周运动的模型。但在实际中, 银河系中性氢的分布不完全对称, 其运动也不完全是圆周运动, 银盘上同一半径不同高度处的运动速度也不相同, 这些都会影响距离的估计。因而有必要更详细地了解银河系中性氢的分布及运动规律, 为更精确地测量一些天体的距离奠定基础。

中性氢是恒星形成的物质基础, 一般认为, 作为恒星诞生地的分子云由中性氢云演化而来。分子云中的中性氢也可以通过中性氢吸收线进行研究^[18, 19]。目前对于中性氢云转化为分子云的细节尚不清楚, 寻找从中性氢云到分子云的过渡状态的云是一个研究热点。

中性氢在星系 (主要是旋涡星系) 中分布广泛, 常被用作示踪物研究星系的物质分布和动力学性质。通过中性氢观测已经确定了银河系以及一些近邻星系 (尤其是星系靠外部分) 的旋转曲线^[20]。旋转曲线在靠外部分变平是星系中存在大量暗物质的一个重要证据。不同暗

¹ 参见http://www.astro.uni-bonn.de/~webaiub/english/tools_labsurvey.php

² <http://www.ras.ualgary.ca/CGPS/>

³ <http://www.atnf.csiro.au/research/HI/sgps/>

⁴ <http://www.ras.ualgary.ca/VGPS/>

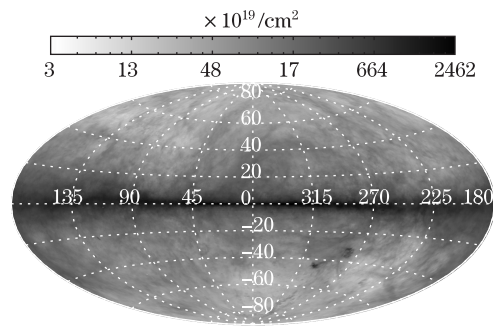


图1 LAB巡天得到的全天的中性氢柱密度分布
不同的灰度表示不同的柱密度。图中的坐标是银道坐标。

物质模型预言星系中不同的暗物质分布^[21, 22]。为了区分不同的模型,需要细致地测量暗物质在星系中的分布。这需要对银河系以及其他一些星系进行更高角分辨率的观测。高分辨率的中性氢也是研究星系相互作用的一个重要手段。

由于中性氢示踪了宇宙大尺度结构,中性氢观测也成为探测中等红移处大尺度结构的一种方法。虽然在红移 $z \approx 1$ 附近,单个星系的中性氢辐射难以探测,但是大量星系集体的辐射可以被观测到。已经有研究表明这种观测中等红移处大尺度结构的方法是可行的^[23]。

本文的结构如下:第2章简单讨论中性氢观测的基本原理,第3章讨论银河系中中性氢的分布,第4章讨论中性氢对软X射线的吸收,第5章讨论中性氢测距,第6章讨论中性氢在恒星形成过程中扮演的角色,第7章讨论利用中性氢观测研究暗物质分布,第8章讨论利用高分辨率的中性氢观测研究星系的并合过程,第9章讨论利用中性氢观测研究宇宙的大尺度结构,最后一章是简单的总结和展望。

2 中性氢观测的基本原理

2.1 中性氢质量和柱密度的测量

基态的中性氢,由于电子自旋和核自旋的耦合,基态能级会分裂为2个超精细结构能级。上能级和下能级之间的跃迁产生基态氢原子的超精细结构谱线,这条谱线的静止波长大约是21 cm,中心频率大约是1 420 MHz。这条谱线就是著名的氢21 cm线。对中性氢进行观测就是观测中性氢的21 cm谱线,包括发射线和吸收线。

中性氢21 cm谱线的跃迁几率极小,其自发跃迁系数为^[24]:

$$A_{10} = 2.868\ 88(7) \times 10^{-15} \text{ s}^{-1}, \quad (1)$$

这意味着一个孤立的氢原子从上能级跃迁到下能级需要的时间是 $1/A_{10} \approx 10^7 \text{ a}$ 。在通常星际中性氢的密度下,这个时标远远长于碰撞时标(大约400 a)。超精细结构能级的相对布居由碰撞决定,假设这个相对布居由激发温度描述。在稳态下,处于上下能级的氢原子的数密度

比为^[24]:

$$\frac{N_1}{N_0} = \frac{g_1}{g_0} \exp\left(-\frac{h\nu_{10}}{kT_s}\right), \quad (2)$$

其中 $g_1 = 3$ 、 $g_0 = 1$ 分别是上、下能级的统计权重, h 是普朗克常数, k 是玻尔兹曼常数, $\nu_{10} = 1.420\ 405\ 751\ 786(30) \times 10^9$ Hz是21 cm谱线的中心频率, 激发温度 T_s 也被称为自旋温度。通常 $h\nu_{10} \ll kT_s$, 所以上、下能级的原子数密度之比为:

$$\frac{N_1}{N_0} \approx 3. \quad (3)$$

2.1.1 中性氢质量和柱密度的测定

对于光学薄的发光介质, 可以通过测定其亮度得到其柱密度。可以这样简单地理解, 假定远处有一些确定质量的发光粒子, 我们知道每个发光粒子单位时间的发光量(即已知发射系数), 而这些粒子的分布比较稀疏, 互不遮挡(这对应于光学薄), 那么在不能分辨这些粒子像的情况下我们可以通过测量来自这些粒子的总光度而得出粒子的数量, 从而得到粒子的总质量。

对于一块产生发射线的中性氢云, 若它可以被一个波束覆盖, 那么其质量 M_{HI} 和观测流量 S_ν 之间的关系为(参见附录??):

$$M_{\text{HI}} = 2.36 \times 10^5 d^2 \int S_\nu dv, \quad (4)$$

其中质量以太阳质量为单位, d 是以Mpc为单位的中性氢云到观测者的距离, S_ν 是以Jy为单位, ν 是频率。上式是对速度积分的, 速度 v 的单位是km/s。

对于充满望远镜波束的弥漫中性氢辐射, 其柱密度可以用亮温度表示为:

$$N_{\text{HI}} = 1.822 \times 10^{18} \int T_b dv, \quad (5)$$

其中柱密度的单位是 cm^{-2} , T_b 以K为单位, 和前面的式子一样, v 的单位是 km/s ^[24]。通过观测中性氢发射线流量可以确定中性氢的质量和柱密度。

2.1.2 冷中性氢的柱密度

在分子云的形成和演化过程中, 分子云中的中性氢逐渐形成分子氢。不同年龄的分子云一般有不同的中性氢含量, 因而可以利用分子云中的中性氢含量对分子云年龄进行估计。此外, 原子氢的存在也会影响分子云中的化学过程^[19]。

银河系中的中性氢无处不在, 但并非所有中性氢都产生可观测到的发射线。混合在分子云中的中性氢温度较低, 一般产生线宽较窄的自吸收线。可以用窄的中性氢自吸收线(HINSA)探测分子云中的中性氢(参见第6章)。

2.2 中性氢谱线的形态

中性氢在银河系中无处不在, 主要集中在银盘附近。银盘内的中性氢近似围绕银河系中心做圆周运动。通常视线可以穿过很多中性氢云, 这些云的视线速度大都不同, 因而通常观测到的中性氢谱线形态都比较复杂, 包含了不同距离处许多中性氢云的贡献。

在假定中性氢云的运动规律以后,由于不同视向速度的中性氢云对应不同的距离,中性氢谱线可以用来估计天体的距离。一个亮源前景的密度足够的中性氢在光谱中表现为吸收线,而同一视线方向的背景中性氢表现为发射线,于是就可以利用吸收线中的最大视向速度和银河系旋转曲线反演出中性氢云的距离,此距离为这个亮源的距离下限。目前这种估计距离的方法已经用于限制超新星遗迹、脉冲星^[15, 25]以及其他一些亮源的距离。

3 银河系内的中性氢

银河系内的中性氢分布集中在银盘附近。在银河系核球之内的区域,中性氢气体层非常薄,其在垂向的密度分布 $n(z)$ 可以用一个 $\sigma \lesssim 70$ pc的高斯函数描述;距离银心 $4 \sim 8$ kpc处的中性氢气体层也比较薄, $n(z)$ 的半高全宽为230 pc。只有在太阳圈⁵(距离银心8.5 kpc)之外,中性氢的垂向分布才开始剧烈膨胀,标高可以达到 $\langle z^2 \rangle^{1/2} \gtrsim 3$ kpc^[12]。从银盘到银晕中都有密度相对高的中性氢云块分布,而在盘和晕交界处有众多复杂的小尺度结构。

3.1 中性氢盘

观测表明旋涡星系的中性氢盘的尺度一般是恒星盘的3倍,这意味着中性氢是探测银河系整体质量分布和动力学很好的示踪物。近年来已经通过中性氢观测测定了银河系的旋转曲线,并且旋转曲线靠外部分平坦的特征已经得到公认。在靠外的部分,由于距离的确定比较困难,旋转曲线的质量通常不好。最新的研究尝试求解耦合的泊松-玻尔兹曼方程,结果表明旋转曲线在距离银心 $5 \text{ kpc} \lesssim R \lesssim 27 \text{ kpc}$ 的范围内近似平坦^[26]。

在赤道面上,简单模型假设中性氢盘是轴对称的,这是在重构银河系中性氢分布时经常使用的假设。但进一步细致的分析表明,银河系的外盘南北不对称并且有翘曲。

而在子午面上,中性氢盘在内区较薄,在外区急剧膨胀。在距离银心 $5 \text{ kpc} \lesssim R \lesssim 35 \text{ kpc}$ 的区域,盘的平均标高 $h_z(R)$ 可以近似表示为 $h_R = h_0 e^{(R-R_\odot)/R_0}$,其中 $h_0 = 0.15 \text{ kpc}$, $R_0 = 9.8 \text{ kpc}$ 这里假定盘处于稳态。盘在外区的急剧膨胀可能是由于引力势的改变,也有可能是中性氢加热和冷却平衡的改变。但是由于没有证据表明中性氢中的湍流和多相的性质敏感地依赖于径向距离 R ,盘的膨胀有可能反应了引力势的性质,因而可以用来检验暗物质模型。

3.2 盘和晕交界区域的中性氢

中性氢盘的存在暗示银河系的中性氢在整体上达到了动力学平衡。虽然如此,却在中性氢盘的表面,即中性氢盘和银晕的交界处发现了很多丝状结构,这些丝状结构延伸到高银纬地区。这表明该区域的气体实际上处于湍动状态^[2]。

3.3 中性氢云

银河系中的中性氢云可按速度大小分为低速云、中速云和高速云。低速云和盘-晕交界区域的丝状结构可能有共同的起源,都是由壳层结构或者烟囱状结构碎裂产生,可

⁵ 以银心为中心,银心到太阳的距离为半径的圆圈。

能代表了暖中性介质凝聚为冷中性介质的过程。中速云和高速云几乎全天都可以被观测到, Lockman在2002年首先用GBT对这些云块进行了高分辨率观测^[27], 观测表明云中可能包含了一半质量的中性氢; 观测也表明团块结构在银河系中分布广泛, 甚至在银盘里也可以观测到高速云块。

高速云一般有彗星状的形态, 由冷的中性介质核和暖的中性介质包层组成。这种形态可能和高速云与其周围的气体介质的相互作用有关, 这得到碰撞激发谱线观测的支持^[28]。对于高速云的来源大致有两种观点: 一种认为高速云产生于银盘内的气体^[29]; 另外一种认为高速云来源于银河系外宇宙早期遗留下来的原初气体^[2]。一般认为中速云也是由前一种机制产生。

高速云的距离和金属丰度是区别这两种形成机制的重要指标^[2]。产生于银盘内的高速云距离银盘一般较近, 金属丰度较高; 来源于银河系外的高速云一般距离银盘较远, 金属丰度较低。高速云距离和金属丰度的测量一般依赖于与高速云在同一视向方向的恒星光谱。在高速云背景的恒星光谱中会有某些元素的吸收线, 而在高速云前景的恒星光谱则没有相应的吸收线, 恒星的距离相对容易确定, 因而可以得出高速云距离的上限和下限。金属丰度可以通过高速云背景的恒星光谱中的吸收线来估计。最近也有研究者利用高速云的形态和银河系物质分布的模型估计高速云的距离。对一些高速云距离和金属丰度的测量表明两种机制是共存的: 一些银盘附近的高速云可能产生于银盘内, 符合喷泉模型; 而一些远离银盘的高速云很可能起源于银河系外的星系际气体^[30]。前一种云可以帮助了解银盘内的物质循环, 而后一种是银河系吸积星系际介质的证据。

4 中性氢对软X射线的吸收

星际介质对软X射线的吸收主要是由于光电吸收引起的。其他效应, 如康普顿散射, 在较高的能段(大于4 keV)才对吸收截面⁶有可观的贡献^[31]。综合考虑星际介质中不同元素的吸收截面后, 计算表明星际介质对0.03 ~ 10 keV能段X射线的吸收截面和X射线能量的关系可以用分段函数拟合(见文献[31]表2)。

其中, 在小于0.3 keV的能段, 星际介质对软X射线的吸收主要由氢和氦贡献。在0.1 ~ 0.284 keV能段, 每个氢原子对应的吸收截面可以表示为^[31]:

$$\sigma = (34.6 + 267.9E - 476.1E^2)E^{-3} \times 10^{-24} \text{ cm}^2, \quad (6)$$

其中能量 E 以keV为单位。其他能段的吸收截面见文献[31]中的表2。

以能量0.2 keV为例考察软X射线的吸收, 每个氢原子对应的吸收截面为 $8.6 \times 10^{-21} \text{ cm}^2$ 。参考图1, 在银纬 $\pm 40^\circ$ 以内, 根据中性氢柱密度计算的光深 $\tau \gtrsim 1$ 。此范围内的河外软X射线源会受到显著吸收, 衰减因子为 $e^{-\tau}$ 。

⁶吸收截面 σ 可以表示为 $\sigma = \alpha/n$, 量纲为面积, 其中 α 是吸收系数, n 是吸收介质的粒子数密度。光深 τ 可以表示为 $\tau = \int \sigma n \, ds \approx \sigma N$, 其中 N 是吸收介质的柱密度。

柱密度测量的精度会影响软X射线吸收改正的精度。假设某个方向的光深为 τ ，误差为 $\Delta\tau$ ，那么吸收改正的相对误差为：

$$\frac{e^{-\tau} - e^{-(\tau+\Delta\tau)}}{e^{-\tau}} = 1 - e^{-\Delta\tau}, \quad (7)$$

在 $\Delta\tau$ 较小时近似为 $\Delta\tau$ 。假设柱密度测量的相对误差是 f ，那么相应的光深的相对误差也是 f ，吸收改正的相对误差近似为 $f\tau$ 。所以在光深较大的方向，柱密度测量的误差对吸收改正的影响较大。例如，在光深为0.1的方向，10%的柱密度误差对应1%的吸收改正误差；而在光深等于1的方向，相同的柱密度测量误差对应10%的吸收改正误差。事实上，中性氢的柱密度是X射线能谱拟合中的一个重要参数。由于星际介质对软X射线有较强吸收，而对硬X射线吸收很少，因而对软X射线吸收的改正直接关系到X射线能谱谱形的确定^[32]。

当今的X射线观测最好的角分辨率小于 $1''$ （例如，Chandra⁷的角分辨率是 $0.5''$ ）。而目前最好的中性氢全天巡天——LAB巡天的角分辨率只有 $36'$ ，如果在某些方向存在小于 $36'$ 的中性氢云，则柱密度的测量会有误差。因而需要角分辨率更高的中性氢巡天以便在部分天区对软X射线吸收进行估计。

5 利用中性氢观测限定天体距离

银河系的中性氢大致分布在一个旋转的盘上，一般可以简单地认为其中的中性氢云围绕银心做平面圆周运动，具有轴对称性。在某个视线方向，不同视向速度对应不同距离，因而测量中性氢云的视向速度可以用于估计距离。不过，对于太阳圈⁸ 之内的方向（图3左），同一视向速度可能会对应两个不同距离，这会造成距离测量的不确定性；另外，旋臂结构中物质的运动速度有所不同，这也会造成距离测量的不确定性。

在平面圆周运动的假设下，定义 $\Theta(R) = R\Omega(R)$ 为距离银心 R 处的线转动速度， $\Pi(R) = RH(R)$ 为半径 R 处径向的膨胀速度。于是 R 处中性氢云相对于局域静止参考系的视向速度为（几何关系参见图3）：

$$v_r = R_0[\Omega(R) - \Omega(R_0)] \sin l - R_0[H(R) - H(R_0)] \cos l + H(R)d, \quad (8)$$

R_0 和 R 分别是太阳、中性氢云到银心的距离。在测得视向速度之后可由此式解出中性氢云和我们的距离 d 。实际的中性氢测距是基于这样一个事实，银河系旋转曲线在距离银心大于3 kpc时变得平坦，即 $R\Omega(R) \approx$ 常数（参见文献[26]）。在这个近似条件下，可以得到距离 d 的显式表达式（参见附录??）：

⁷ <http://chandra.harvard.edu/> .

⁸ 在此圈之外，同一视向速度对应唯一的距离。

$$\begin{aligned}
 d &= R_0 \left(\cos l \pm \sqrt{\left(\frac{R}{R_0}\right)^2 - 1 + \cos^2 l} \right) \\
 &= R_0 \left(\cos l \pm \sqrt{\left(\frac{R}{R_0}\right)^2 - \sin^2 l} \right).
 \end{aligned} \tag{9}$$

对于太阳圈之内的中性氢云 ($R/R_0 < 1$), 两个根都为正, 即一个视向速度对应两个距离。这就是前面说的距离测量的不确定性。

目前在银河系尺度上, 只能对一些强源在射电和光学波段进行三角视差测距^[38], 或者在光学波段用恒星的亮度估计距离。在测量脉冲星和超新星遗迹的时候, 中性氢测距仍然是一种重要的方法。Weisberg等人用中性氢吸收测定了一些脉冲星的距离^[39]。Leahy和田文武等人用中性氢吸收结合CO分子谱线限定了一些超新星遗迹的距离^[14, 15]。

6 分子云中的中性氢

分子云由中性氢云演化而来, 其中一个重要的问题就是氢原子如何转化为氢分子。回答这个问题首先需要测定分子云中的中性氢含量。

分子云中的中性氢温度较低, 作为银河系中弥散中性氢辐射的前景, 在光谱中应该表现为吸收, 并且线宽较窄。但是由于中性氢在银河系中几乎无处不在, 观测到的中性氢谱线结构复杂, 有众多成分, 包含了整个视线上的中性氢的贡献。吸收线通常和发射线叠加, 不能直接观测, 而需要对谱线进行分解, 得到吸收成分后才能测定分子云中的中性氢含量^[18, 19]。由吸收成分可以确定分子云中的中性氢柱密度:

$$\frac{N}{\text{cm}^{-2}} = 1.95 \times 10^{18} \tau_0 \left(\frac{\Delta V}{\text{km} \cdot \text{s}^{-1}} \right) \left(\frac{T_k}{\text{K}} \right), \tag{10}$$

其中 ΔV 是吸收线的半高全宽, T_k 是云块中气体的动力学温度, τ_0 是吸收线线心处的光深。

分子云演化的不同阶段对应不同的中性氢、分子氢丰度, 因而分子云中的中性氢含量也可以作为表示分子云演化阶段的一个指标。目前, 天文学家的目标是寻找处于中性氢云和分子云之间的过渡阶段的云。在这种云里, 中性氢形成分子氢的过程正在进行。随着GALFA巡天^[8]的进行, 这种处于过渡阶段的云可能会陆续被发现。

7 利用中性氢研究暗物质分布

旋涡星系的旋转曲线是暗物质存在的一个重要证据。对于一些临近的星系, 可以方便地观测其整体的中性氢分布, 测定其旋转曲线。在近邻星系周围进行的高灵敏度的中性氢搜寻,

可以确定这些星系周围的卫星星系的数量以及质量分布,检验冷暗物质宇宙模型。通常认为暗物质会形成暗物质晕,分布在一个椭球中。这种分布可以较好地拟合星系的旋转曲线,但是按其他一些暗物质分布模型也可以很好地拟合大多数星系的旋转曲线(例如文献[33])。仅从旋转曲线难以区分不同的暗物质分布模型。

根据冷暗物质宇宙学模型,像银河系这样的星系周围应该有数目众多的矮星系作为伴星系^[34]。实际在银河系周围观测到的卫星星系的数目远小于理论预言,这个不一致性就是著名的“缺失的卫星星系”问题。即便是在SDSS^[35]中新发现了很多新的卫星星系,考虑到天空覆盖的因素之后,观测值仍然只是理论值的1/4^[36],这是一个有趣的问题。首先,有可能是光学观测不能完备地统计星系周围的小暗物质晕,因为有些晕中的物质可能不足以导致恒星形成;其次,如果只发现银河系的卫星星系的数目少于理论预言,这并没有统计上的显著性。因此,观测更多的星系核对于检验冷暗物质模型是必要的。而用中性氢进行观测可以探测一些没有恒星形成但含有中性氢的暗物质晕,从而使卫星星系的统计更加完备。

Irwin等人使用Arecibo望远镜对孤立的旋涡星系NGC 2903进行了巡视^[37]。但是巡视中只发现了1个孤立的中性氢伴星系N 2903-HI-1。在已巡视的区域中共有2个伴星系,即之前已知的矮椭球星系UGC 5086以及新发现的N 2903-HI-1。这比 Λ CDM理论预言的数目少得多。如果 Λ CDM理论是正确的,这表明暗物质团块中含有的中性氢应该少于1%,它们可能是暗物质主导的矮椭球星系。由于进行过这样巡视的星系有限,样本较小,要证实或排除已有的理论还需要进一步对更多的星系进行此类巡视。

8 利用中性氢研究星系相互作用

星系相互作用和并合是星系演化中的重要过程,对其细致研究将加深我们对星系演化的认识。通常,一个星系中的中性氢分布比恒星延展,示踪的范围比恒星示踪的范围大,通过中性氢可以观测到一些光学观测看不到的现象。例如在一些相互作用星系中,在中性氢观测中看到的相互作用的形态在光学波段没有对应体(例如,NGC 678和NGC 680^[40],NGC 5903和A1515-23^[41])。这些星系间的距离通常是星系的恒星分布尺度的数倍,相互作用在恒星分布上没有明显表现,但是中性氢观测已经揭示出了这些星系间的相互作用。

另一方面,用干涉阵进行中性氢观测是研究星系相互作用细节的重要手段。Hibbard等人使用VLA对NGC4038/39(天线星系)进行了高分辨率的中性氢成图观测,揭示了星系主体和潮尾(tidal tail)中丰富的结构^[42]。Buyle等人使用VLA数据库中的数据对一对后星暴星系(poststarburst)EA01A/B进行研究,确认了这是一对相互作用星系。在这对星系中,中性氢和潮汐臂(tidal arm)成协,而和星系本身不成协^[43]。

这些用中性氢观测对星系相互作用和并合进行的研究加深了我们对星系演化过程的认识,进一步的研究将使我们对于星系演化的认识更加完善。

9 利用中性氢研究宇宙大尺度结构

宇宙的大尺度结构可以通过观测重子物质的分布进行研究。SDSS巡天的数据已经被用于这项研究^[44]。但是星系的恒星形成历史以及光学消光会对结果产生影响, 观测到的星系分布并不直接对应暗物质的分布。相比之下, 中性氢的分布更能反映宇宙中暗物质的大尺度结构。

红移 $z \approx 1$ 附近是研究宇宙加速膨胀的关键时期, 使用目前的单天线望远镜很难观测到这个红移处单个星系的中性氢辐射, 但是有可能观测到大量星系的集体辐射。在红移 $z \approx 1$ 的中性氢辐射所处的波段(≈ 700 MHz)可以观测一个频段内的总强度, 其中有一部分是中性氢辐射, 其他的部分包括前景的银河系连续谱辐射、射电连续谱源、射电干扰等。这项研究的关键是减少射电干扰的影响。GBT是处于一个射电宁静区域里的望远镜, 并且旁瓣较低, 受杂散辐射影响较小, 适合进行这项研究。Chang等人^[23]使用GBT观测得到的初步结果表明, 去除射电干扰和连续谱源之后的强度分布图和光学观测的强度分布图有一定相关性, 证明通过总强度观测研究大尺度结构是可行的。

10 总结和展望

虽然距离中性氢21 cm谱线的发现已经有近60 a, 但中性氢研究依然是天体物理研究中的一个重要基础, 新的相关研究课题不断出现。本文概括了中性氢研究中一些主要的前沿问题, 包括中性氢和软X射线观测的关系, 用中性氢的动力学模型限定天体距离, 研究分子云中的中性氢成分, 用中性氢研究星系的动力学和星系中的暗物质分布, 用高分辨率的中性氢观测研究星系的相互作用以及用中性氢研究宇宙的大尺度结构。这些研究都是通过射电波段的观测进行的。

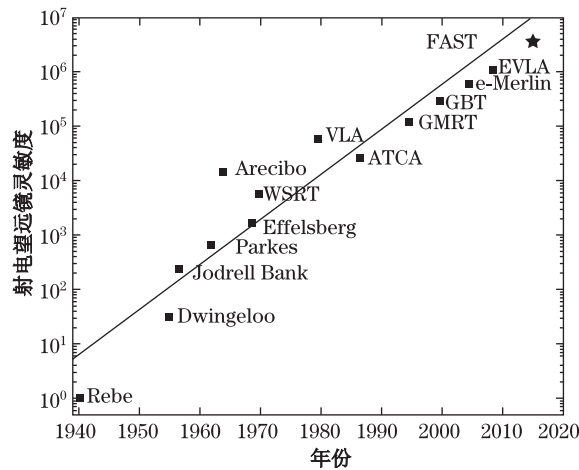


图2 世界各主要望远镜灵敏度发展历史

图中表示的是相对灵敏度(引自《FAST可行性研究报告》,也可参考文献[45])。

由于其重要性,中性氢观测一直是世界各大射电望远镜,例如Arecibo、GBT的重要科学目标。未来将要建成的FAST望远镜也将以中性氢观测作为一个主要科学目标。FAST将是未来几年世界上L波段(1~2 GHz针对邻近的中性氢观测)灵敏度最高的单口径望远镜(见图2)。由于灵敏度和多波束系统较好,它的巡天速度大约是Arecibo的10倍,可以对其可见天区内的中性氢分布进行仔细研究,为软X射线观测提供基础。它的天区覆盖较Arecibo大,可以观测更多的中性氢云,更好地限定一些天体的距离;FAST也可以观测一些Arecibo无法观测的分子云,研究这些分子云中的中性氢成分;它也可以对更多近邻星系周围进行巡视,寻找其卫星星系,检验暗物质模型。我们期待着FAST的建成能为中性氢研究带来巨大的机遇。

致谢

感谢李菡博士的耐心指导。本研究得到国家自然科学基金(011231001)资助,特此感谢。

附录 A 中性氢质量的计算

中性氢21 cm跃迁的吸收系数可以表示为^[24]:

$$\kappa_\nu = \frac{3c^2}{32\pi} \frac{1}{\nu_{10}} A_{10} n_{\text{HI}} \frac{h}{kT_s} \phi(\nu), \quad (11)$$

其中 c 是光速, $\nu_{10} = 1.420\ 405\ 751\ 786(30) \times 10^9$ Hz和 $A_{10} = 2.868\ 88(7) \times 10^{-15}$ s⁻¹是21 cm跃迁的频率和跃迁几率系数, n_{HI} 是中性氢原子的数密度, h 、 k 和 T_s 分别是普朗克常数、玻尔兹曼常数和激发温度, $\phi(\nu)$ 是谱线轮廓。由此式可以得出:

$$n_{\text{HI}} \phi(\nu) = \frac{32\pi}{3c^2} \frac{\nu_{10}}{A_{10}} \frac{kT_s}{h} \kappa_\nu. \quad (12)$$

对路径和频率积分(此处转换为对速度的积分)得到:

$$\int_{-\infty}^{\infty} n_{\text{HI}} ds \int_{-\infty}^{\infty} \phi(v) dv = \frac{32\pi}{3c^2} \frac{\nu_{10}}{A_{10}} \frac{k}{h} T_s \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} \kappa(v) dv ds, \quad (13)$$

定义柱密度 $N_{\text{HI}} \equiv \int_{-\infty}^{\infty} n_{\text{HI}} ds$, 光深 $\tau(v) \equiv \int_{-\infty}^{\infty} \kappa(v) ds$, 并注意 $\int_{-\infty}^{\infty} \phi(v) dv = 1$, 中性氢柱密度可以表示为:

$$N_{\text{HI}} = \frac{32\pi}{3c^2} \frac{\nu_{10}}{A_{10}} \frac{k}{h} T_s \int_{-\infty}^{\infty} \tau(v) dv. \quad (14)$$

在光薄的情形下,源的亮温度可以表示为 $T_b = T_s \tau$,按照通常的习惯,柱密度 N_{HI} 的单位为cm⁻²,速度 v 的单位为km·s⁻¹,亮温度 T_b 的单位为K,并且表示为频率 ν 的函数,代入各常数的数值后可以得到⁹:

$$\frac{N_{\text{HI}}}{\text{cm}^{-2}} = 1.8224(3) \times 10^{18} \int_{-\infty}^{\infty} \left(\frac{T_b(\nu)}{\text{K}} \right) d \left(\frac{v}{\text{km} \cdot \text{s}^{-1}} \right). \quad (15)$$

可以看到,在光学薄情况下中性氢柱密度只和亮温度(21 cm线的强度)有关,和中性氢气体的实际温度无关。注意到

$$S_\nu = \frac{2\nu_{10}^2}{c^2} k T_b(\nu) \Omega. \quad (16)$$

⁹注意文献[24]中将 $T_b(\nu)$ 误记为 $T_b(v)$ 。

由此可以计算距离 d (以Mpc为单位), 立体角为 Ω 的星系的中性氢质量 (以太阳质量 M_{\odot} 为单位)

$$\frac{M_{\text{HI}}}{M_{\odot}} = 2.36 \times 10^5 \left(\frac{d}{\text{Mpc}} \right)^2 \int \left(\frac{S_{\nu}}{\text{Jy}} \right) d \left(\frac{v}{\text{km} \cdot \text{s}^{-1}} \right). \quad (17)$$

附录 B 视向速度和距离的关系

距离银心 R 处中性氢云相对于局域静止标准的视向速度为:

$$v_r = \Theta(R) \sin(l + \theta) - \Theta(R_0) \sin l - \Pi(R) \cos(l + \theta) + \Pi(R_0) \cos l, \quad (18)$$

其中 R_0 和 R 分别是太阳和中性氢云距离银河系中心的距离 (参见图3)。因为

$$R_0 \sin l = R \sin[\pi - (l + \theta)] = R \sin(l + \theta), \quad R \cos(l + \theta) = R_0 \cos l - d, \quad (19)$$

所以有:

$$v_r = R_0[\Omega(R) - \Omega(R_0)] \sin l - R_0[H(R) - H(R_0)] \cos l + H(R)d. \quad (20)$$

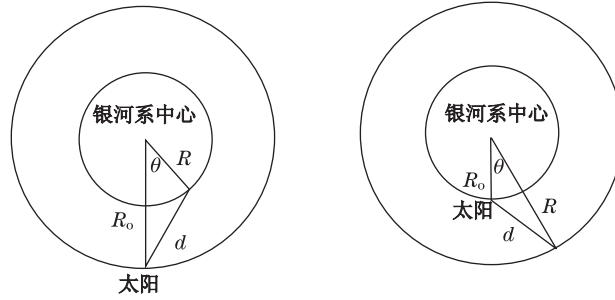


图3 测定中性氢云距离用到的几何关系。

在实际的测距中可以假设径向膨胀速度 H 可忽略, 并且旋转速度在所研究的区域是常数 Θ_0 , 那么视向速度可以表示为:

$$v_r = \Theta_0(R_0/R - 1) \sin l, \quad (21)$$

由于 $R = (R_0^2 + d^2 - 2R_0d \cos l)^{1/2}$, 所以, 距离可以表示为:

$$\begin{aligned} d &= R_0 \left(\cos l \pm \sqrt{\left(\frac{R}{R_0} \right)^2 - 1 + \cos^2 l} \right) \\ &= R_0 \left(\cos l \pm \sqrt{\left(\frac{R}{R_0} \right)^2 - \sin^2 l} \right). \end{aligned} \quad (22)$$

对于太阳圈之中的中性氢云 ($R/R_0 < 1$), 2个根都为正, 一个视向速度对应两个距离; 而对于太阳圈之外的中性氢云 ($R/R_0 > 1$), 2个根一正一负, 舍去负根, 一个视向速度对应一个确定的距离。

参考文献:

- [1] Lequeux J. The interstellar medium. Paris: Springer-Verlag, 2005: 4
- [2] Kalberla P M W, Kerp J. ARA&A, 2009, 47: 27
- [3] Cook A. Biographical Memoirs of Fellows of the Royal Society, 2001, 47: 467
- [4] Ewen H I, Purcell E M. Nature, 1951, 168: 356
- [5] Burton W B, Hartmann D. Unveiling Large-Scale Structures Behind the Milky Way, Balkowski C, Kraan-Korteweg R C, eds. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 1994, 67: 31
- [6] Bajaja E, Arnal E M, Larrarte J J, et al. A&A, 2005, 440: 767
- [7] Kalberla P M W, Burton W B, Hartmann D, et al. newblock A&A, 2005, 440: 775
- [8] Peek J E G, Heiles C, Douglas K A, et al. ApJS, 2011, 194: 20
- [9] Taylor A R, Gibson S J, Peracaula M, et al. AJ, 2003, 125: 3145
- [10] McClure-Griffiths N M, Dickey J M, Gaensler B M, et al. ApJS, 2005, 158: 178
- [11] Stil J M, Taylor A R, Dickey J M, et al. AJ, 2006, 132: 1158
- [12] Dickey J M, Lockman F J. ARA&A, 1990, 28: 215
- [13] Wakker B P, van Woerden H. ARA&A, 1997, 35: 217
- [14] Leahy D A, Tian W W. A&A, 2008, 480: L25
- [15] Tian W W, Leahy D A, Li D. MNRAS, 2010, 404: L1
- [16] Gathier R, Pottasch S R, Goss W M. A&A, 1986, 157: 191
- [17] McClure-Griffiths N M, Gaensler B M. ApJ, 2005, 630: L161
- [18] Li D, Goldsmith P F. ApJ, 2003, 585: 823
- [19] Krčo M, Goldsmith P F, Brown R L et al. ApJ, 2008, 689: 276
- [20] de Blok W J G, Walter F, Brinks E, et al. AJ, 2008, 136: 2648
- [21] Colín P, Avila-Reese V, Valenzuela O. Galaxy Disks and Disk Galaxies, Funes J G, Corsini E M eds., Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 2001, 230: 651
- [22] Navarro J F, Frenk C S, White S D M. ApJ, 1996, 462: 563
- [23] Chang T C, Pen U L, Bandura K, et al. Nature, 2010, 466: 463
- [24] Rohlfs K, Wilson T L. 射电天文工具. 姜碧涛译. 北京: 北京师范大学出版社, 2008: 274
- [25] Ord S M, Bailes M, van Straten W. MNRAS, 2002, 337: 409
- [26] Kalberla P M W, Dedes L, Kerp J, et al. A&A, 2007, 469: 511
- [27] Lockman F J. ApJ, 2002, 580: L47
- [28] Sembach K R, Wakker B P, Savage B D, et al. ApJS, 2003, 146: 165
- [29] Bregman J N. ApJ, 1980, 236: 577
- [30] Wakker B P, York D G, Wilhelm R, et al. ApJ, 2008, 672: 298
- [31] Morrison R, McCammon D. ApJ, 1993, 270: 119
- [32] Petre R, Mushotzky R F, Holt S S, et al. ApJ, 1984, 280: 499
- [33] Hoekstra H, van Albada T S, Sancisi R. MNRAS, 2001, 323: 453
- [34] Kauffmann G, White S D M, Guiderdoni B. MNRAS, 1993, 264: 201
- [35] York D G, Adelman J, Anderson J E, et al. AJ, 2000, 120: 1579
- [36] Simon J D, Geha M. ApJ, 2007, 670: 313
- [37] Irwin J A, Hoffman G L, Spekkens K, et al. ApJ, 2009, 692: 1447
- [38] Xu Y, Reid M J, Zheng X W, et al. Science, 2006, 311: 54
- [39] Weisberg J M, Stanimirović S, Xilouris K, et al. ApJ, 2008, 674: 286
- [40] van Moorsel G A. A&A, 1988, 202: 59
- [41] Appleton P N, Pedlar A, Wilkinson A. ApJ, 1990, 357: 426
- [42] Hibbard J E, van der Hulst J M, Barnes J E, et al. AJ, 2001, 122: 2969
- [43] Buyle P, De Rijcke S, Dejonghe H. ApJ, 2008, 684: L17
- [44] Doroshkevich A, Tucker D L, Allam S, et al. A&A, 2004, 418: 7
- [45] Ekers R D, Bell J F. http://arxiv.org/PS_cache/astro-ph/pdf/0002/0002514v1.pdf, astro-ph/0002514, 2000

Frontiers in Neutral Hydrogen Studies

QIAN Lei, LI Hui-Xian, ZHU Ming, TIAN Wen-Wu

(National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012, China)

Abstract: Hydrogen is the most abundant element in the universe and contributes to about 76% of the baryonic matter. Hydrogen in neutral state (conventionally called neutral hydrogen, HI) is widespread in the universe. It is the building material of stars and galaxies.

The study of neutral hydrogen has a long history. With the improvement of sensitivity and angular resolution of radio telescopes, great advances have been made in this area. Some hot topics in neutral hydrogen studies are sketched in this paper, including the influence of neutral hydrogen on soft X-ray observations, neutral hydrogen distance measurement, neutral hydrogen content in molecular clouds, and studies of dark matter and large scale structure of the universe using the HI 21 cm line emission. This paper can serve as a short introduction to neutral hydrogen studies for those researchers who are not familiar with this area.

Neutral hydrogen also plays an important role in molecular clouds, the birth places of stars. Recently, it is found that HI narrow self-absorption (HINSA) can be used to estimate the HI abundance in molecular clouds, which can further be used to constrain the age of the molecular cloud. Another related hot topic is how H₂ forms out of HI gas. Great efforts have been made to search for molecular clouds in transition state, in which the conversion from HI to H₂ is still on-going. The H₂-HI phase transition is a key step towards understanding star formation in the early stage.

The distribution of neutral hydrogen is well extended in galaxies. Neutral hydrogen is a good tracer for studying the dynamics of galaxies and the distribution of dark matter. The global mass distribution and physical states of the neutral hydrogen have been well established in the Milky Way and some nearby galaxies. Investigations are now focused on the HI distribution in the halo or environment of the Milky Way and the some nearby galaxies. These studies can reveal the dynamical properties of the host galaxies, and potentially help to distinguish between different dark matter models. High resolution HI observations are also suitable for the studies of the interaction and merging of galaxies.

Compared with the stellar component, neutral hydrogen in galaxies is a better tracer of the large scale structure of the universe. It is not affected by extinction and star formation history and hence observations of the HI emission is expected to yield a less biased picture of the large scale structure of the universe. A new technique, namely intensity mapping, for observing HI at moderate redshift is being tested at the GBT. Such observations can potentially extended the neutral hydrogen studies to a much higher redshift.

Key words: ISM; HI; structure