

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2020.02.02

中性氢原子自吸收研究

谢津津^{1,2,3}, 李 蔚^{1,2,3}, 左 沛⁴

(1. 中国科学院 国家天文台, 北京 100101; 2. 中国科学院 FAST 重点实验室, 北京 100101; 3. 中国科学院大学, 北京 100049; 4. 北京大学 科维理天文与天体物理研究所, 北京 100871)

摘要: 综述了作为星际介质中重要组成部分的冷 HI 的自吸收现象和对这一现象的研究历程, 分析总结了其与其他星际介质的关系, 并着重介绍了一类特殊的自吸收现象——HI 窄线自吸收。HI 自吸收因为能够反映冷星际介质中 HI 的温度、柱密度等物理化学性质, 对研究星际介质演化及恒星形成具有重要作用。展望了新一代望远镜 (如 FAST 和 SKA 等) 对 HI 自吸收的研究前景。以恒星形成的理想研究对象红外暗云为例, 根据其物理性质和 FAST 的观测能力, 估算出约 4 kpc 处红外暗云中能够观测到 HI 窄线自吸收的比例 (53%)。这一数值略小于与近距离暗云中的 HI 窄线自吸收特征比例。在更远距离和更多的天区中认证 HI 窄线自吸收对于研究星际介质和恒星形成具有重要意义。

关键词: 星际介质; 中性氢自吸收; 恒星形成

中图分类号: P155.2 **文献标识码:** A

1 引 言

星际空间中含有由气体和尘埃组成的普通的星际介质 (interstellar medium, ISM)、高能带电粒子 (宇宙线)、星际辐射场和磁场。尘埃占星际介质 1% 的质量, 决定了星系的形状和光谱特征以及生成星系的恒星形成活动^[1]。占星际介质 99% 的气体主要由 H 原子组成, 根据温度、密度和电离度的不同, 气体星际介质被划分为若干相态^[2]。1941 年 Spitzer^[3] 提出致密冷云和稀薄热云际气体共存于压力平衡下的星际介质相态理论。1961 年 Hayakawa^[4] 等人发现宇宙射线能够有效加热星际介质。之后 Pikel'ner^[5] 提出了一个宇宙射线加热云及云际介质的模型。在这些理论模型以及相关观测的基础上, Field 等人^[6] 建立了最早的星际介质模型。该模型包含了两个在压力平衡下共存的相态, 温度为 100 K 的冷致密云和温度为 10^4 K 的热中性云际气体。热气体为主要成分, 加热过程由低能量的宇宙射线主导。该两相

收稿日期: 2019-06-13; 修回日期: 2019-10-29

资助项目: 国家重点研发计划 (2017YFA0402600); 国家自然科学基金 (11725313)

通讯作者: 谢津津, jinjinjie@nao.cas.cn

模型符合当时绝大多数的 HI 观测结果^[7]。软 X 射线(能量低于 5 keV 的 X 射线)背景辐射观测^[8]和 OVI 吸收线观测^[9]发现 Field 模型中未包含的高温低密度气体。由于其在星际介质中占据很大空间, McKee 和 Ostriker^[10]提出了包含该气体的星际介质相位模型。这一由超新星爆发主导的经典模型包含三个相态: 占据绝大部分空间的低密度热电离介质 (hot ionized medium, HIM, 密度约为 $10^{-2.5} \text{ cm}^{-3}$, 温度约为 $10^{5.7} \text{ K}$), 该介质受超新星激波影响呈不均匀分布; 嵌入在这个热成分中的较致密的冷中性介质 (cold neutral medium, CNM, 密度约为 $10^{1.6} \text{ cm}^{-3}$, 温度约为 $10^{1.9} \text{ K}$); 分布于冷云周围占据比冷云更多空间的光致电离冕层, 温度约为 8000 K。冕层进一步可分为两个区域: 外部电离层和内层。外部电离层由热 B 型星主导的暖电离介质 (warm ionized medium, WIM) 组成; 内层体积较小, 几乎全为暖中性介质 (warm neutral medium, WNM)。超新星遗迹发射的软 X 射线会电离少部分的暖中性介质。根据 Spitzer 的理论, 这些相态处于压力平衡中^[11]。除上述成分外还存在一个更冷更致密的成份——暗云, 由于其所占空间少, 所以在考虑弥散星际介质时被忽略。如果仅关注中性原子气体, 那么星际介质被简化为冷中性介质和暖中性介质^[12]。目前我们对于星际介质相态的绝大多数认知直接来源于 HI 的自旋温度^[13-15]。HI 上下能级之间由于磁双极辐射或吸收会产生超精细结构跃迁。1945 年 van de Hulst 指出, HI 上下能级间的磁双极辐射或吸收所产生的超精细结构跃迁能够在 1420.405 MHz ($\lambda = 21 \text{ cm}$) 观测到^[16]。自此之后探测这一跃迁一直是射电天文学的挑战。最终 Ewen 和 Purcell^[17]使用专为探测该谱线设计的望远镜于银心方向成功探测到这一跃迁。由于 HI 分布范围广, 跃迁能量低, 理论上人们应该能在任何方向都观测到 21 cm 辐射谱^[18]。

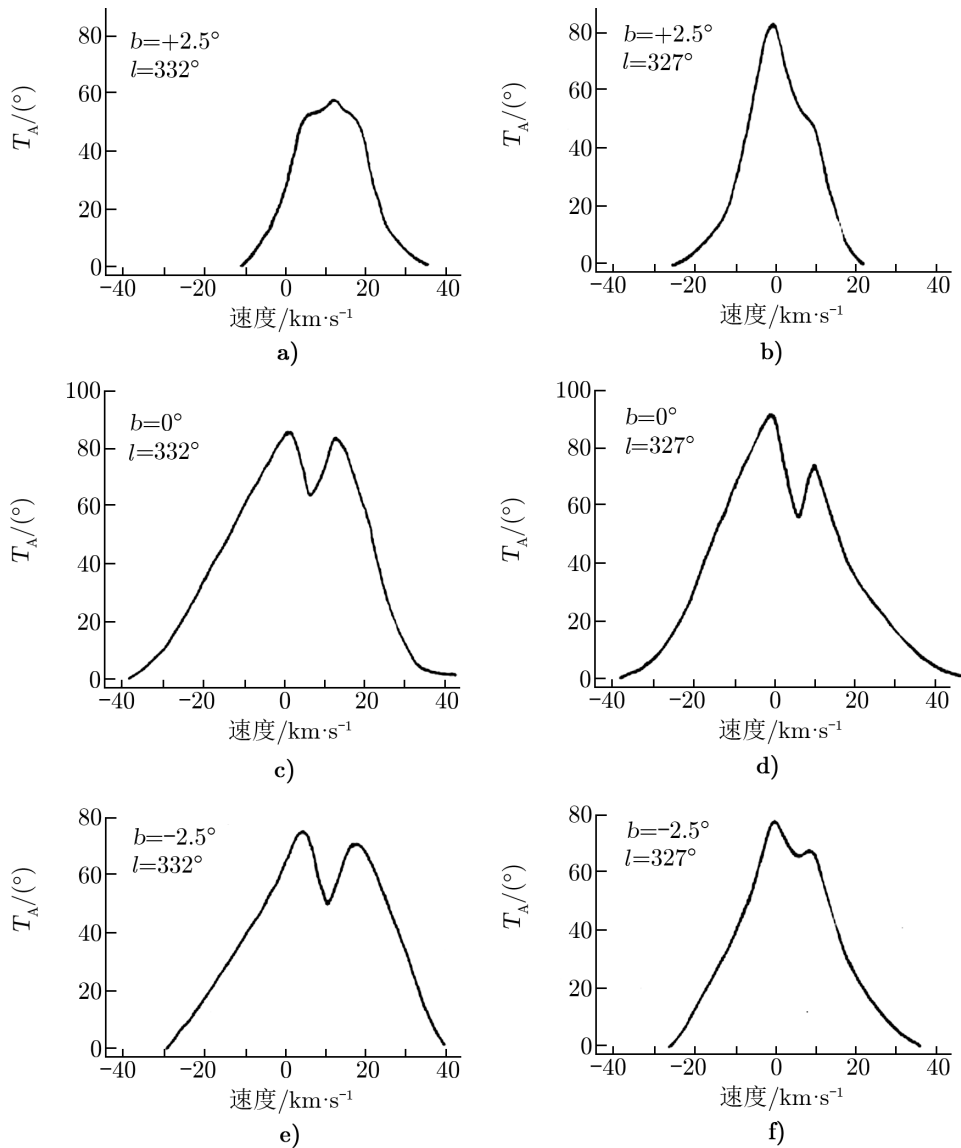
在成功观测到 HI 的 21 cm 辐射谱后, 1954 年 Heeschen 在对银河系中心进行观测时发现 HI 谱中有很多有意思的现象, 其中之一是出现在辐射谱上的速度凹陷^[19]。他认为该现象是冷前景 HI 吸收背景热 HI 原子辐射产生的^[20], 该现象被称为“中性氢原子自吸收”(HI self-absorption, HISA)^[21]。HISA 现象是银河系中冷中性介质存在一定的温度变化的直接证据^[18]。2003 年 Li 和 Goldsmith 在用速度分辨率为 $0.18 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 的阿雷西博望远镜 (Arecibo Telescope) 对金牛座与英仙座中的 31 个暗云进行观测时, 确认了一种特殊的 HI 自吸收现象——中性氢窄线自吸收 (HI narrow self-absorption, HINSA)^[22]。该现象相比于普通的 HISA 现象在速度与空间分布方面与分子具有更高的相关度, 在研究分子云时具有独特的优势^[23]。

本文第 2 章介绍 HISA 的观测、定义及特征; 第 3 章介绍 HINSA 的观测及特征; 第 4 章介绍 HISA 的物理性质; 第 5 章展望 HISA 研究的发展趋势, 第 6 章进行总结。

2 广义的中性氢自吸收 (HISA)

HISA 最初由 Heeschen 在观测受到蛇夫座暗云严重遮挡的银心区域时发现^[20]。该区域不透明度与 HI 数目明显正相关, 但光学吸收却未与 HI 数目变化明显相关。由于此方向上 HI 辐射谱的复杂形态 (如图 1 所示) 无法用银河转动效应解释, Heeschen 因此假设了一个吸

收模型。该模型由热背景和位于热背景之前的冷区域组成。如果假设热背景为 120 K, 同时根据观测的 HI 辐射谱计算得到的冷区域温度为 40 K, 这一数值在最新的巡天观测中被确认^[24]; 那么相应的冷 H 原子密度略小于 0.1 cm^{-3} , 这一数值比热 H 原子密度小了一个数量级^[19]。当时的星际介质理论认为低温区域的密度应该大于高温区域的密度^[25], 与理论相悖的自吸收假设因此一度存疑^[20], 随着类似现象不断被发现, 自吸收模型作为这一现象的解释才被普遍认可^[21]。



注: 图 c)-f) 中辐射谱的凹陷即被认证的 HISA 现象。

图 1 Heeschen 发现自吸收现象的低银纬中性氢观测谱^[20]

HI 辐射谱小尺度上的变化非常复杂, 这导致很难确认吸收是造成凹陷的唯一原因。大部分的 HISA 认证都是通过排除其他原因实现的^[26]。Knapp^[27]将自吸收的标准定为: (1) HI 辐射谱中存在较窄的速度凹陷; (2) HI 与分子谱线保持速度一致; (3) 自吸收凹陷两翼的斜率大于背景辐射谱斜率。Burton 等人^[28]在此基础上提出, 吸收特征应该以简单高斯成分在平滑背景谱上出现, 以及凹陷要与光学可见的尘埃云相关的认证要求。实际观测时 HI 辐射谱速度凹陷的窄度定义也不尽相同, Knapp 所明确的“窄”为 $7 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, 其他大部分 HISA 观测的速度凹陷都小于这一数值。在 Baker 和 Burton^[29]的要求中, 光学消光相关这一项无法应用于遥远天体, 至于与分子相关这一要求更具争议。如果完全应用上述认证要求, 具有更大线宽或更弱背景的 HISA 现象将被遗漏^[26], 例如著名的暗弧结构^[30]。由于这些认证标准依赖于主观的判断, 而为了更好地分析角分辨率提高之后复杂的综合阵观测数据, Gibson 等人^[26]提出应该发展更为客观且可重复的认证方式, 即自动算法识别。该算法于 2005 年实现并成功应用于加拿大银道面巡天 (Canadian galactic plane survey, CGPS) 和甚大阵银道面巡天 (very large array galactic plane survey, VGPS) 等观测^[31]。他们通过迭代移除辐射谱及空间上的大尺度辐射成分后, 负的剩余成分即为 HISA 特征。与此同时, Kavars 等人也提出一个自动算法, 即同时用速度谱的第一阶和第二阶导数来寻找 HISA 特征。他们将这一算法应用于南天银道面巡天 (southern galactic plane survey, SGPS), 发现其中 60% 的 HISA 与分子气体 (CO) 相关, 并由此认为 HISA 现象与原子到分子的转变相关^[32]。

2.1 经典的 HISA 观测

最初发现 HISA 现象时所使用的望远镜口径为 7.3 m (24 英尺)^[20, 33]。阿雷西博望远镜是此前观测 HISA 现象最灵敏的设备。阿雷西博望远镜口径为 305 m, 角分辨率和速度分辨率分别为 $3.5'$ 和 $0.18 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ^[22]。角分辨率优于单天线望远镜的干涉仪于 1972 年首次应用于 HISA 观测^[34]。表 1 列举了以望远镜为代表的经典 HISA 观测, 这些观测主要集中于银道面附近。HI 与分子的关联在不同的观测中结论不一, 计算得到的 HI 柱密度与 H_2 的比例变化较大。

原则上只要背景足够亮, 自吸收现象能够在各个方向被观测到。实际观测中 HISA 现象一般沿着银河系的旋臂和切点分布^[42]。从致密暗团块到弥散纤维状结构, 自吸收的形态变化很大。HISA 的观测主要分为两类: 对已知暗云的观测和较大范围的巡天^[26]。

对已知暗云的观测一般侧重用 HISA 特征计算温度、柱密度等 HI 物理量, 分析 HI 与暗云中其他星际介质的关系^[24, 41, 43]。巡天观测例如加拿大银道面巡天等致力于扩大视场, 提高角分辨率与速度分辨率。这些观测发现了许多新结构, 如从星系盘逃离的热气体^[44]、从盘中升起的蘑菇云^[45]以及暗弧结构^[30], 带来了星际介质认知的革新^[46]。暗弧指超级壳层 GSH139-03-69, 延展约 2 kpc, 具有与目前已知最大分子云相似的质量, 这是首次在银河系内发现的大质量低温且几乎完全由 HI 组成的结构^[30]。此外, 暗弧尽管有 5 000 万年的高龄, 却没有任何恒星形成的活动迹象^[47], 绿岸望远镜 (Green Bank Telescope, GBT) 也发现了同样没有任何恒星形成活动的原子云^[48]。如果持续发现此类未被传统理论包含的原子云^[6-10], 人们将更新对星系结构演化的认知, 而这依赖于望远镜灵敏度的进一步提高^[47]。

表 1 部分 H I SA 观测及主要结论

文献	望远镜名称	望远镜参数	观测源	主要结论
[35]	美国国家射电天文台 (NRAO)	直径: 43 m, 角分辨率: 21' 速度分辨率: 2.5 km·s ⁻¹	银心方向, 人马座, 蛇夫座	平均激发温度约为 20 K, HI 与 OH 速度一致。
[36]	德温厄洛望远镜 (Dwingeloo)	直径: 25 m, 角分辨率: 0.6° 速度分辨率: 2 km·s ⁻¹	L134	平均激发温度约为 53 K, HI 与 OH, H ₂ CO 速度非常不一致。
[34]	帕克斯望远镜 (Parkes)	直径: 64 m, 角分辨率: 15' 速度分辨率: 2 km·s ⁻¹	南天低纬的 21 个源	平均激发温度约为 37 K, HI 与 OH, H ₂ CO 速度相似。
[37]	埃菲尔-格望远镜 (Effelberg)	直径: 100 m, 角分辨率: 9' 速度分辨率: 0.5 km·s ⁻¹	Heiles' Cloud 2	平均激发温度约为 10 K, HI 柱密度为 H ₂ 柱密度的 2%, HI 与 H ₂ CO 相关度很高。
[28]	阿雷西博望远镜 (Arecibo)	直径: 305 m 角分辨率: 3.5'	银道面分子云	HI 谱自吸收凹陷较窄, 平均激发温度小于 20 K。
[38]	洛弗尔望远镜 (Lovell)	直径: 76 m, 角分辨率: 12' 速度分辨率: 0.9 km·s ⁻¹	里格-克鲁特云 (Riegel-Crutcher cloud)	平均激发温度约为 35 K, HI 柱密度平均值为 2.6×10 ²⁰ cm ⁻² , HI 与分子速度一致。
[26]	加拿大银道面巡天 (CGPS)	角分辨率: 1', 速度分辨率: 0.8 km·s ⁻¹	银道面	激发温度小于 50 K, HI 密度大于 10 ² cm ⁻³ , 只有很少一部分 HISA 与 CO 成协。
[30]	加拿大银道面巡天 (CGPS)	角分辨率: 1', 速度分辨率: 0.8 km·s ⁻¹	暗弧 GSH 139-03-69 银道面	激发温度低至 10 K, 延展约 2 kpc, 质量约为 10 ⁷ M _⊙ , 无 CO 对应。
[39]	南天银道面巡天 (SGPS)	角分辨率: 3', 速度分辨率: 1 km·s ⁻¹	银道面	激发温度约为 25 K, HISA 与 ¹² CO 成协, 与 CO 其他的同位素并不成协。
[22]	阿雷西博望远镜 (Arecibo)	直径: 305 m, 角分辨率: 3.5' 速度分辨率: 0.16 km·s ⁻¹	31 个金牛座和英仙座分子云	温度低至 10 K, HI 柱密度为 H ₂ 柱密度的 0.15%, 77% 的暗云中出现 HI 窄线自吸收特征。
[40]	绿岸望远镜 (GBT)	直径: 100 m 角分辨率: 3.8', 速度分辨率: 0.16 km·s ⁻¹	48 个 Lynds 暗云	冷 HI 是分子云中第三大组成部分, 能够在远至 700 pc 观测到 HISA 特征, 80% 的暗云中出现 HI 窄线自吸收特征。
[41]	澳大利亚望远镜致密阵 (ATCA)	六面直径 25 m 天线 角分辨率: 50", 速度分辨率: 0.103 km·s ⁻¹	里格-克鲁特云	自旋温度为 20 ~ 80 K, 分子云内有温度梯度, 与 OH 和 ¹² CO 成协。

2.2 HISA 与其他星际介质的关系

在确认 HISA 能够表征星际介质中的冷 HI 之后, Riegel 和 Jennings^[35] 研究了其与星际分子的关系, 在他们 1969 年观测的 6 个源中有 4 个表现出 HISA 现象与 OH 相关。1974 年 Knapp^[27] 在扩大观测样本之后, 将与分子相关这一要求列入 HISA 的认证标准之中。Burton 等人^[28] 使用阿雷西博望远镜发现分子云中存在一定量的冷 HI, 且这样的冷 HI 以窄 HISA 特征出现。南天以“煤袋区域”为代表, 那里 HI 与以 OH、H₂CO 为代表的分子速度相似, 只是 HI 分布比 OH 和 H₂CO 更为延展^[49]。随着对 HISA 的观测和认知的增加, 人们发现 HISA 与分子的相关关系远比早期认为的复杂^[26]。Liszt 等人^[50] 发现, 在最小的可观测尺度上 HI 与 CO 分子通常是负相关的, 随着观测尺度的增大, 这两种物质辐射特征的相似度急剧增加。即便是同一区域也有不同的结论, 以分子云 L134 为例: 1974 年 Knapp^[27] 并未发现其中的 HISA 特征, 几年之后 Mahoney 等人^[51] 和 Winnberg 等人^[52] 的观测却都发现其中的 HISA 现象与 CO 存在于相同区域。不同区域的观测情况更为复杂。人马座旋臂上的冷 HI 与 ¹²CO 相关明显, 而旋臂之间不仅没有这样的相关甚至相反^[53]; 这可能是因为位于旋臂上的 HI 和 H₂ 碰撞激发产生 CO 辐射, 而旋臂间的 H₂ 则几乎没有对应的 HI。2002 年 Gibson^[54] 发现, 低温弥散星云尽管缺乏与 HISA 对应的 CO 谱线辐射, 但是其与分子云形状类似并大量出现于银河系旋臂, 这表明该区域可能正是人们长期寻找的由原子向分子转变的区域。内外银河系距离的不同也会导致 HISA 与 CO 关系产生变化。内银河系由于遥远背景的存在展现为大量同时存在的 HISA 与 CO, 外银河系则情况相反。这样的现象有很多可能的成因, 例如 HISA 比 CO 的形成速度更快, CO 缺少充足的紫外屏蔽, 许多的 CO 都存在于旋臂内部因此缺少足够的 HI 辐射等^[42]。在同时包含 HISA 和分子的云中, 两者的比例也并不恒定。有些 HISA 与 CO 的比例沿半径朝向云核增加^[55], 另一些表现为下降趋势^[56]。这些观测都表明 HISA 与星际气体分子无绝对相关^[26]。Gibson 等人^[31] 推测, 这样的 HISA 或许代表了分子云处于相当早期的演化, 而旋臂密度波或其他冲击波造成 HISA 分布在千秒差距的尺度上。

HI 与尘埃的相关研究在自吸收发现的同年就开始进行^[33], 但是尚无定论^[57]。在针对暗云的观测中并未发现尘埃集合体呈现 HISA 现象, 但这样的先验样本观测无法说明问题^[58]。加拿大银道面巡天发现缺少 CO 的 HISA 气体有远红外尘埃辐射, 但是无法判断尘埃辐射是来自于屏蔽的分子气体还是弥散原子云^[26]。

目前的观测表明, 自吸收成分的强度或宽度与星际介质中的磁场强度并无直接关联^[59], 但是 HISA 特征所代表的更冷更致密的区域, 通过分析 HISA 中的磁场 Zeeman 效应能够更为全面地分析暗云中的恒星形成过程^[24, 60]。近年的巡天项目表明 HISA 特征能够帮助揭示小尺度 (小于 1 pc) 的纤维状结构^[24, 26, 31]。干涉阵的高角分辨率能够在细节上很好地研究星际介质。例如 THOR (The HI /OH/Recombination line survey of the Milky Way) 项目, 即用甚大阵 (VLA) 对内银河系中 HI、OH、复合线和连续谱辐射进行观测。该项目的目标之一是系统地研究 HISA 的性质, 特别是对存在 CO 或尘埃连续谱辐射的分子云中相当致密的区域中进行 HISA 研究。THOR 包含了大部分的银河系盘, 20" 的角分辨率结合其他分子和电离气体的观测, 能够计算冷 HI 的柱密度, 研究 HI 的动力学特征, 从而更加细致地

研究分子云形成、原子态到分子态的转化等^[61]。HISA 与其他星际介质成份复杂的关系表明对冷星际介质仍需进一步的研究^[26]。受限于干涉仪的分辨技术, 依然需要更多大视场高灵敏度的观测^[42], 例如 ASKAP (Australian Square Kilometre Array Pathfinder)。ASKAP 的 HISA 观测能够为研究旋臂的气态相位理论模型提供观测依据^[62, 63], 填补旋臂激波和恒星形成的相态缺失^[64], 同时在小尺度上, 有助于计算云团质量累积过程中的湍流能量^[65]。

3 中性氢窄线自吸收 (HINSA)

HINSA (HI narrow self-absorption) 是一种特殊的 HISA 现象。当望远镜灵敏度很高时, 分子云中的冷 HI 以窄线吸收的形式出现在 HI 辐射谱上^[28, 37, 66, 67]。2003 年 Li 和 Goldsmith^[22] 将 HI 辐射谱中非热线宽略小于 CO ($\Delta V \simeq 1 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$) 的 HI 自吸收现象定义为中性氢窄线自吸收; HINSA 的特别在于其与分子云中的冷 HI 区域紧密相关; 根据 HINSA 方法计算的中性氢原子柱密度表明, 冷 HI 是分子云中第三大组成成分。准确测定这一物理量对于建立分子云坍缩时标, 分析分子云演化机制等星际介质演化与恒星形成相关问题具有重要意义^[23]。

3.1 HINSA 的观测

窄线自吸收现象最早在 1978 年被发现, 但是当时并未特别指出^[28]。明显的 HINSA 现象出现于望远镜的速度分辨率高于 $0.3 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 时, 而前述大部分的 HISA 观测未达到这样的速度分辨率。最初的 HINSA 研究集中于金牛座分子云, 或邻近云例如 L134^[22]。一般认为能否在更远的距离观测到 HINSA 特征取决于 HI 的亮度。当背景 HI 辐射减弱, 与分子云关联的冷 HI 就需要具有更低的温度或者更大的光深才能在背景中呈现相同深度的吸收特征。同时, 由于前景 HI 辐射的存在, HINSA 特征也会相应减弱^[66]。

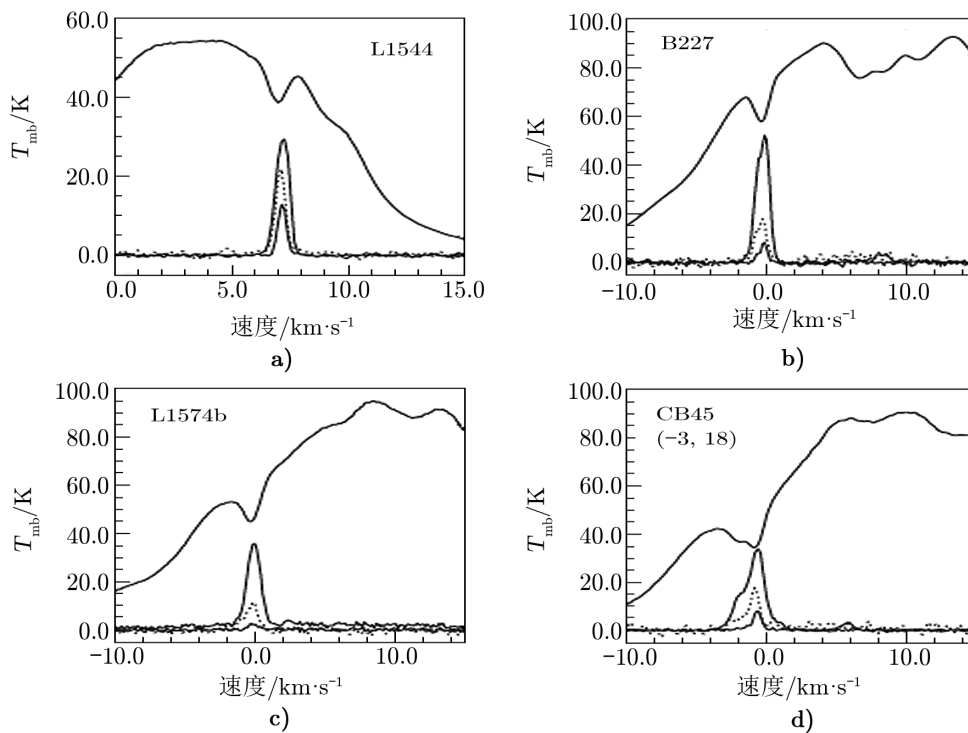
邻近的分子云, 如金牛座、英仙座和蛇夫座都进行了巡天观测^[22, 40, 68]。其中金牛座和英仙座的 31 个云中 77% 表现有 HINSA 特征。该自吸收现象与分子谱线 (如 ^{13}CO 、OH) 在空间和光谱分布等方面具有很高的相关度。金牛座中观测到的 HINSA 非热线宽和 ^{13}CO 近似, 略大于 C^{18}O 而小于 CO 或 CI。CI 的线宽较大, 被认为是湍动较强的光致电离区域的示踪物^[22]。CI 与 HINSA 所呈现出的谱线的不同说明 HINSA 产生于消光更大的较为宁静的区域。在 L1544 中, HINSA 与 C^{18}O 形态上的高度相似表明 HINSA 所示踪的 HI 位于分子云内。低温 HI 是由宇宙射线电离分子云中的 H_2 产生, 而这一过程不受消光影响^[69]。

目前最大范围的 HINSA 观测使用了 GBT 100 m 望远镜, 覆盖了距离最远为 700 pc 的 48 个暗云。该观测中 80% 的 HINSA 出现率与金牛座的 77% 相当。在他们的观测中, 并未发现 HINSA 探测率与距离相关, 这表明有希望在更远的地方观测到 HINSA 现象^[40]。

3.2 HINSA 的特点

HINSA 与 HISA 最显著的区别在于, 由于致冷机制的不同, 窄线自吸收现象与星际介质中的分子明确相关, 而后者不一定相关。HINSA 示踪的 HI 通过与分子碰撞致冷从而在分子云中稳定存在。如图 2 所示的 4 个源中可见 HI 与分子速度明显成协, 这说明 HINSA 所

示踪的 HI 与分子混合存在于分子云中。严格意义上的 HISA 作为 HI 自身的现象并不需要分子辐射帮助确认^[70]。在缺少对应的 CO 辐射作为明显标志的情况下, HISA 与 HINSA 的区别依赖于速度弥散的经验阈值 $1.5 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ (低于这一数值的区域呈现 HINSA 特征), 这一数值较为主观但对绝大多数弥散区域都适用^[71]。目前 HINSA 方法被广泛应用于在致密分子云中寻找 HI^[71, 72]。例如 2016 年 Goldsmith 等人^[73]通过将阿雷西博望远镜银道面 L 波段馈源阵列巡天 (Galactic Arecibo L-band Feed Array, GALFA) 与其他分子观测结合, 根据其中的 HINSA 特征判断暗云 L1599B 中 HI 的温度为 12 K, 并计算了 HI 的柱密度, 结果符合 Goldsmith 和 Li^[69] 2005 年的研究结果, 表明 L1599B 正处于由完全的原子态向分子态转变的中间过程。正在进行的各类云核观测期待能够发现更多处于转变状态中的云核, 对于细致研究这一过程, 完善恒星形成理论具有重要意义。



注: 图中辐射最强的是 HI, 其次是 ^{13}CO , 接下来是以点状曲线表示的 OH (1667), C^{18}O 是最弱的谱线。

图 2 HINSA 与分子速度成协示例^[69]

低温的产生机制也是 HI 窄线自吸收区别于普通 HISA 的特点。从表 1 可以看出 HISA 的温度范围较大, 一般认为 CNM 的温度变化是 HISA 现象产生的原因。由于缺少分子致冷, 目前尚无法明确是何种机制维持的例如暗弧等低温 HISA 现象^[30]。激波能够移除主导光电加热和 H_2 形成的尘埃颗粒, 因此是一个可能的致冷机制^[74-76]。CI 的光电离作为第二个加热机制的来源, 能够产生的热量比较低^[77], 在这样的情况下, HI 云有可能维持低温。对于缺少分子对应体的 HISA, 需要大量的激波维持低温, 所以这样的假设并不能充分解

释 HISA 的温度范围^[42]。HINSA 的低温则可以由分子碰撞实现^[40], 这也是 HINSA 与 HISA 最显著的区别, 即 HI 在低温时的热平衡状态由其与 H₂ 碰撞实现^[78]。与分子高度相关的 HINSA 位于分子云中受到 H₂ 屏蔽的高柱密度区域, 在那里 UV 光子受到尘埃颗粒和 H₂ 吸收的阻碍^[79], 宇宙线可以穿透云核离解 H₂ 产生 HI, 其余 HI 来源于 H₂ 生成过程的残余部分, 这样分子云中的 HI 能够稳定存在。计算 H₂ 的生成速率发现, 当温度为 10 K 时分子云中的 HI 密度足以产生 HINSA 现象, 且这一数值也与标准理论和观测一致^[22]。HI 向 H₂ 的转化为加热过程, 加热过程于 H₂ 丰度稳定时停止, 后续的致冷过程非常迅速。云中的致冷物质随时间变化而不同。最初云的主体为原子和离子, 由 CII 主导致冷, 分子开始形成后由 CO 主导致冷^[80]。随着温度降低, 致冷速率逐渐减小趋于稳定, 剩余加热过程由宇宙线主导, 将屏蔽区域的温度维持在 10 K^[81]。

4 中性氢自吸收的科学意义

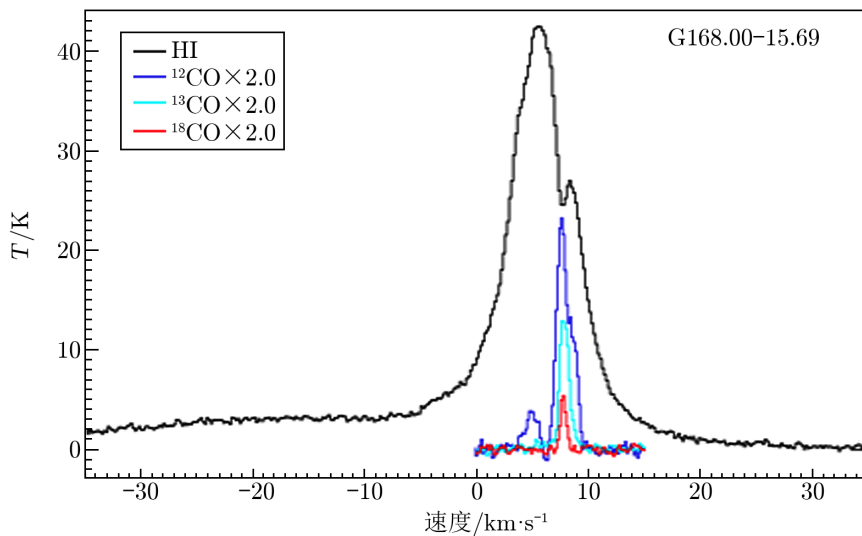
利用 HISA 现象, 天文学家改进了传统星际介质相位模型, 绘制了冷星际介质的分布, 计算了 HI 的激发温度、柱密度等物理参量^[22, 70, 82], 进而计算了动力学参数; 通过角动量分析引力不稳定性^[83], 辅助判断动力学距离^[67, 84], 与其他星际介质成分结合分析, 帮助理解星际介质的化学演化^[71, 73, 85, 86], 约束星系演化模型^[83]。

HISA 现象从发现到确认都与星际介质模型的发展密切相关^[58]。对产生该现象的 HI 温度的分析, 无论是最初的 40 K 左右, 还是 Knee 与 Brunt 发现的约为 10 K 的暗弧结构, 或是 Li 和 Goldsmith 确认存在于分子云中约为 20 K 的冷 HI, 都不断更新了人们对于星际介质的认知。

在分子云的演化过程中, 一部分未完全转化为分子的 HI 会产生 HISA 现象。其余部分 HI 来自于分子云所受到的宇宙射线的电离和 UV 场的辐射。McKee 和 Ostriker^[87]从观测角度说明, 云核演化时标能够用化学时钟或统计推测来估计, 利用典型云核密度进行计算, 得到复杂分子的形成时间约为 10⁵ a, 但是这一时标会由于湍流或外向流等事件带到云核上的 C 原子或 C⁺ 而重置, 所以分子云核中的 HI 是更为可靠的化学演化时标。Goldsmith 与 Li^[69]利用计算得到的 H 原子柱密度建立了由宇宙线分解 H₂ 和 H₂ 形成于颗粒结构的化学演化模型。当分子云达到平衡状态, 受宇宙射线离解 H₂ 产生的 H 原子密度的范围为 1 ~ 2 cm⁻³^[81]。比较原子 H 和分子 H 的丰度能够帮助判断分子云的化学演化阶段^[40, 73]。目前观测到的 HINSA 丰度总体上与该模型结果相一致, 但是并不能完全解释每一个速度成分的 HINSA 的显著不同, 也不能解释 HINSA 与总质子柱密度斜率的变化。最新的化学计算显示, 宇宙线离解 H₂ 能够解释暗云中的原子 H 丰度。许多化学过程, 例如 CO 分子氢化和它在尘埃颗粒上的耗散角度以及复杂有机分子的形成, 都与原子 H 丰度严格相关^[88]。构建一个包含几何结构、动力学结构和化学成分的普适化模型是这一研究的科学目标, 这对于完善分子云演化时标的测量和完善研究分子云演化以及恒星形成时标具有重要意义^[40]。

冷云核在研究星际介质演化及恒星形成中具有重要作用。普朗克卫星合作组织于 2011

年发表了一个含有 10 783 个冷云核的列表^[89], 2012 年 Wu 等人^[90]用紫金山天文台青海观测站 13.7 m 望远镜绘制了其中 674 个冷云核的 ^{12}CO , ^{13}CO 和 C^{18}O 的 $J = 1 - 0$ 跃迁谱线, 结合这些冷云核的 HI 数据, 分析研究了星际介质从弥散转变为致密的过程。2011 年公开的阿雷西博望远镜银道面 L 波段馈源阵列巡天 (GALFA) 覆盖了 $-1.33^\circ \sim +38.03^\circ$ 赤纬范围内的银河系天区^[91]。7 个波束的馈源阵列增强了巡天的效率, 高灵敏度和巡天速率旨在对银河系内中性星际介质进行广泛研究。该巡天采用单一数据采集模式, 运用固定的带宽、分辨率和频率, 满足了绝大多数银河系内 HI 观测对窄通道的需要, 以及足够的带宽以观测快速移动的银河系 HI 天体, 实现了同时作为综合数据库及进行特定目标观测的目的^[92]。图 3 展示了普朗克云核 G168.00-15.69 中 GALFA 巡天数据与德令哈望远镜 CO 数据结合的谱线。图中 HINSA 所示踪的冷 HI 与 CO 高度相关, 充分说明 HINSA 特征示踪冷云核中 HI 的优势。



注: 图中彩线代表不同气体分子的辐射谱, 其峰值与中性氢窄线自吸收凹陷具有同样的速度, 说明产生自吸收凹陷的 HI 与这些分子同时存在于分子云中。(数据来源: HI 阿雷西博望远镜 GALFA 巡天、CO 德令哈望远镜)

图 3 普朗克云核中 HINSA 与分子速度呈协的示例

最新的研究中, HINSA 与 CO、尘埃辐射和消光的结合首次揭示了一个区域内 HI 与 H_2 丰度比的变化, 展现了分子云中的环状结构^[78]。Goldsmith 和 Li^[69]认证的具有 HINSA 特征的孤立云核 B227, CB45 和 L1574 被认为是理想的研究 H_2 形成的区域。通过尘埃辐射和消光的结合分析获得 HINSA 与 CO 的丰度, HI, ^{13}CO 和尘埃之间丰度峰值的区别表明, 在这些分子云中正在进行 H_2 的形成。他们给出了有着强自屏蔽机制的分子云演化时标计算方法:

$$\tau_{\text{HI} \rightarrow \text{H}_2} = \frac{1}{2k'n_0 + \zeta_{\text{H}_2}}, \quad (1)$$

其中, k' 为 H_2 的形成速率, n_0 为总密度, ζ_{H_2} 为宇宙线离解速率。应用前述化学时标计

算公式 (1) 得到这些分子云的年龄为 6 Ma。分子云年龄的争论与动力学和环境相关, 一般认为其范围为 $1 \sim 30 \text{ Ma}$ ^[93-96]。在 Goldsmith 和 Li^[69] 的工作中, 这些分子云的年龄限定在 $10^{6.5} \sim 10^7 \text{ a}$ 之间。最新的结果提高了计算 HI 向 H₂ 转化的准确度, 帮助检验了 H₂ 形成模型^[72], 限制星系演化模拟^[97], 通过将 HISA 计算得到的 HI 和行星盘模型中的 HI 丰度进行比较, 能够帮助理解星盘的化学演化^[78]。

5 HISA 的研究展望

2016 年建成的 500 m 口径球面望远镜 (Five-hundred-meter Aperture Spherical Telescope, FAST) 是目前世界上最大的单天线望远镜。FAST 的主要科学目标之一是通过 HINSA 特征对银河系内 ISM 中的冷原子气体进行系统的研究, 结合分辨率相似的 CO 巡天揭示银河系内原子气体向分子气体的转化过程^[98-101]。FAST 的速度分辨率高于 $0.1 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 并能够捕捉超过 $1000 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 速度范围内的 HI 辐射, 这样的大范围光谱动态有助于区分速度空间中的冷 HI 背景。与阿雷西博望远镜 (角分辨率为 $3.5'$, 速度分辨率为 $0.18 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$) 相比, FAST 具有高其接近 2 倍的灵敏度 (角分辨率为 $2.9'$, 速度分辨率为 $0.10 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$) 和大 1 倍的观测天区, 能够完善目前的 HI 研究数据^[102]。FAST 的观测天区包含了阿雷西博赤纬范围不容易覆盖的猎户座, 而猎户座是目前已知的最近的大质量恒星形成区域。FAST 对于猎户座 HI 气体的观测毫无疑问将极大地帮助恒星形成的研究。正在进行的 CRAFTS 巡天项目 (The Commensal Radio Astronomy FAST Survey, FAST 多科学目标同时扫描巡天) 通过多终端实现同时获取脉冲星搜寻, 探测中性氢星系, HINSA 成图及射电暂现源^[103]。能否观测到 HINSA 特征, 望远镜的速度分辨率是很重要的因素。目前加拿大银道面巡天 (CGPS) 和南天银道面巡天 (SGPS) 的速度分辨率为 $1 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, GALFA 的速度分辨率为 $0.18 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 而 $0.1 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 的速度分辨率使得 CRAFTS 能够更好地揭示银河系冷 HI 性质^[104]。例如目前星际磁场的塞曼效应只在有限的分子或原子 (HI, OH, CN, H₂O 和 CH₃O) 中观测到^[105-109] (详见参考文献[110, 111]), 也只有很少的暗云中有确认观测到 HISA 的塞曼效应^[60], FAST 的高分辨率若能发现 HINSA 中的塞曼效应, 将更新对星际介质的认知。

大质量恒星对于其周围的小质量恒星, 甚至星系的形成和演化都非常重要。由于其未受恒星形成反馈影响和 H₂ 柱密度高, 红外暗云被认为是研究大质量恒星形成和恒星系统的理想样本^[112, 113]。现有最为全面的红外暗云列表中有 11 303 个红外暗云^[114], 距离数据主要来自 CO 巡天^[115], 温度约为 30 K ^[116], 符合观测到 HINSA 特征的温度范围。目前尚未有对红外暗云进行的 HISA 研究。根据 HINSA 柱密度公式^[22], 对于给定的望远镜, 即对于一定的速度分辨率, 能够观测到的暗云中 HI 的柱密度与暗云的距离和温度有关, 利用公式:

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

得到红外暗云中 HI 柱密度约为 10^{19} cm^{-2} , 即 H₂ 柱密度高于 10^{22} cm^{-2} 时, 分子云中的 HI 能够以 HINSA 的形式出现在 HI 辐射谱上。在 FAST 可观测天区, 以距离较近 (4 kpc) 的红

外暗云为样本分析 (表 2 列出了部分可能探测到 HINSA 的红外暗云), 根据赫歇尔空间望远镜得到的 H_2 柱密度进行估算, 大约有 53% 的红外暗云的 HI 辐射谱会出现 HINSA 特征。

表 2 可能探测到 HINSA 的部分红外暗云列表

源名	R. A. (J2000)	Dec. (J2000)	距离/kpc	H_2 柱密度/ 10^{22}cm^{-2}
SDC28.322-0.009	18h43min03s	-04°06'20"	2.4	16.0
SDC19.928-0.257	18h28min19s	-11°40'18"	3.3	7.9
SDC24.433-0.231	18h36min40s	-07°39'49"	3.5	6.1
SDC25.272-0.434	18h38min57s	-07°00'42"	3.7	4.9
SDC18.928-0.031	18h25min36s	-12°27'05"	3.7	4.7
SDC24.566+0.343	18h34min51s	-07°16'51"	2.8	4.4
SDC27.249+0.107	18h40min39s	-05°00'23"	2.3	4.3
SDC35.041-0.471	18h56min58s	01°39'44"	1.2	3.8
SDC46.175-0.521	19h17min49s	11°31'17"	3.7	3.6
SDC31.048+0.021	18h47min55s	-01°40'00"	2.6	3.5
SDC35.296-0.907	18h58min59s	01°41'23"	2.5	3.5
SDC23.407+0.289	18h32min13s	-08°39'15"	2.1	3.4
SDC17.471-0.216	18h23min28s	-13°49'32"	3.9	3.3
SDC33.42+0.126	18h51min53s	00°29'34"	2.9	3.0
SDC36.665-0.114	18h58min40s	03°16'13"	3.9	3.0
SDC16.915-0.084	18h21min55s	-14°15'17"	3.4	2.8
SDC23.477-0.536	18h35min59s	-08°39'11"	3.9	2.8
SDC43.065+0.000	19h10min04s	09°00'33"	1.1	2.8
SDC24.325-0.123	18h36min05s	-07°42'36"	3.5	2.8
SDC17.45-0.198	18h23min22s	-13°50'09"	3.9	2.8
SDC25.89+0.064	18h38min18s	-06°14'01"	3.7	2.7

长期以来人们认为, 前景 HI 辐射可能导致距离越远观测到的 HISA 越少。虽然目前的观测表明, 700 pc 内 HINSA 的探测率没有受到距离的影响, 但是这仍然需要更多大范围远距离的观测来证实。同时 HISA 的观测能够帮助确定红外暗云的动力学距离。通过 HISA 特征能够准确计算暗云中的原子气体柱密度、温度等物理量, 再结合其他分子的观测, 能够给出红外暗云从原子态向分子态转化的图像, 分析其中的恒星形成过程。得益于 FAST 的大视场和高分辨率, 对于该大样本红外暗云的 HISA 研究将完善对其恒星形成过程的理解。

平方公里阵 (Square Kilometer Array, SKA) 的高角分辨率使我们能够更好地在细节上研究星际介质, 例如观测到分子云中的前原恒星云核, 这样高于 1' 的分辨率 (以金牛座距离为例, 即 0.04 pc) 能够更准确地根据公式 (1), 通过 HISA 的方法计算 H_2 受宇宙射线的离解速率以及在尘埃表面的形成速率, 得到分子云的年龄^[117]。SKA 的科学目标之一是绘制分子云中的冷 HI 以及分子云内的各个相态的动力学状态。对于 HI 气体而言, HISA 现象能够给出气体的结构, 但是无法仅从这一现象获知背景辐射的温度, 也就无法得到冷气体的温度。HI 的连续谱尽管能够给出气体自旋温度, 但无法绘制空间结构。SKA 将实现自吸收与射电

连续谱吸收的结合, 从而可以同时获知 HI 的温度和空间结构的信息^[118], 显然这有助于对银河系内气体演化进行深入的理解与认知。

6 结 语

HISA 现象因冷 HI 吸收热 HI 的辐射产生。HISA 现象的研究推动了星际介质相位模型的发展。窄线自吸收现象 (HINSA) 由于具有与分子高度相关的特征, 非常适合作为研究分子云中 HI 的探针。通过 HINSA 分析得到的 HI 的温度、柱密度等物理特征对于研究原子态向分子态的演化至关重要。我们预期 FAST 在 HISA 研究中将取得的进展和突破, 例如大质量恒星形成区猎户座中的 HISA 特征和塞曼效应等, 特别以研究恒星形成的理想环境红外暗云为例, 给出了 FAST 观测红外暗云中 HINSA 特征的候选样本。FAST 和 SKA 等新一代射电望远镜将更系统地观测冷 HI 在银河系内的性质和分布, 有望带来对星际介质演化及恒星形成认知和研究的突破。

参考文献:

- [1] Draine B T. ARA&A. 2003, 41: 241
- [2] Cox D P. ARA&A. 2005, 43: 337
- [3] Spitzer L Jr. ApJS, 1941, 93: 369
- [4] Hayakawa S, Nishimura S, Takayamagi K. PASJ, 1961, 13: 184
- [5] Pikel'ner S B. ApJ, 1967, 1: L43
- [6] Field G B, Goldsmith D W, Habing H J. ApJ, 1969, 155: L149
- [7] Riegel K W, Crutcher R M. A&A, 1972, 18: 55
- [8] Burstein P, Borken R J, Kraushaar W L, et al. ApJ, 1977, 213: 405
- [9] Jenkins E B, Meloy D A. ApJ, 1974, 193: L121
- [10] Mckee C F, Ostriker J P. ApJ, 1977, 218: 148
- [11] Spitzer L Jr. ApJ, 1956, 124: 20
- [12] Wolfire M G, McKee C F, Hollenbach D, et al. ApJ, 2003, 587: 278
- [13] Dickey J M, Terzian Y, & Salpeter E E. ApJS, 1978, 36: 77
- [14] Payne H E, Salpeter E E & Terzian Y. ApJ, 1983, 272: 54
- [15] Liszt H. A&A, 2001, 371: 698
- [16] van de Hulst H C. Ned. Tijds. Natuurkunde, 1945, 11: 201
- [17] Ewen H I, Purcell E M. Nature, 1951, 168: 356
- [18] Dickey J M, Lockman F J. ARA&A, 1990, 28: 215
- [19] Heeschen D S. AJ, 1954, 59: 324
- [20] Heeschen D S. ApJ, 1955, 121: 569
- [21] Radhakrishnan V. PASP, 1960, 72: 296
- [22] Li D, Goldsmith P F. ApJ, 2003, 585: 823
- [23] Li D, Goldsmith P F. Protostars and Planets V, 2005, 1286: 8212
- [24] McClure-Griffiths N M, Dickey J M, Gaensler B M, et al. ApJ, 2006, 652: 1339
- [25] Spitzer L Jr., Savedoff M P. ApJS, 1950, 111: 593
- [26] Gibson S J, Taylor A R, Higgs L A, et al. ApJ, 2000, 540: 851

- [27] Knapp G R. *AJ*, 1974, 79: 527
- [28] Burton W B, Liszt H S, Baker P L. *ApJ*, 1978, 219: L67
- [29] Baker P L, Burton W B. *Astron. Astrophys. Suppl.*, 1979, 35: 129
- [30] Knee L B G, Brunt C M. *Nature*, 2001, 412: 308
- [31] Gibson S J, Taylor A R, Higgs L A, et al. *ApJ*, 2005, 626: 214
- [32] Kavars D W, Dickey J M, McClure-Griffiths N M, et al. *ApJ*, 2005, 626: 887
- [33] Lilley A E. *ApJ*, 1955, 121: L559
- [34] Goss W M, Radhakrishnan V, Brooks J W, et al. *ApJS*, 1972, 24: 123
- [35] Riegel K W, Jennings M C. *ApJ*, 1969, 157: 563
- [36] Sancisi R. *A&A*, 1971, 12: 323
- [37] Wilson T L, Minn Y K. *A&A*, 1977, 54: 933
- [38] Montgomery A S, Bates B, Davies R D. *MNRAS*, 1995, 273: 449
- [39] Kavars D W, Dickey J M, McClure-Griffiths N M, et al. *ApJ*, 2003, 598: 1048
- [40] Krco M, Goldsmith P F. *ApJ*, 2010, 724: 1402
- [41] Denes H, McClure-Griffiths N M, Dickey J M, et al. *MNRAS*, 2018, 479: 1465
- [42] Gibson S J. *ASP Conference Series*, 2010, 438: 111
- [43] Klaaseen P D, Plume R, Gibson S J, et al. *ApJ*, 2005, 631: 1001
- [44] Normandeau M, Taylor A R, Dewdney P E. *Nature*, 1996, 380: 687
- [45] English J, Taylor A R, Mashchenko S Y, et al. *ApJ*, 2000, 533: L25
- [46] McClure-Griffiths N M, Dickey J M, Gaensler B M, et al. *PASP*, 2001, 18: 84
- [47] Dickey J M. *Nature*, 2001, 412: 282
- [48] Minter A H, Lockman F J, Langston G I, et al. *ApJ*, 2001, 555: 868
- [49] Bowers P F, Kerr F J, Hawarden T G. *ApJ*, 1980, 241: 183
- [50] Liszt H S, Burton W B, Bania T M. *ApJ*, 1981, 246: 74
- [51] Mahoney M J, McCutcheon W H, Shuter W L. *AJ*, 1976, 81: 508
- [52] Winnberg A, Grasshoff M, Goss W M, et al. *A&A*, 1980, 90: 176
- [53] Peters W L, Bash F N. *ApJ*, 1987, 317: 646
- [54] Gibson S J. *ASP Conference Series*, 2002, 276: 235
- [55] Hasegawa T, Sato F, Fukui Y. *AJ*, 1983, 88: 658
- [56] Feldt C, Wendker H J. *A&AS*, 1993, 100: 287
- [57] Poppel W G L, Rohlfs K, Celnik W. *A&A*, 1983, 126: 152
- [58] McCutcheon W H, Shuter W L H, Booth R S. *MNRAS*, 1978, 185: 755
- [59] Heiles C. *ApJ*, 1988, 324: 321
- [60] Goodman A A, Heiles C. *ApJ*, 1994, 424: 208
- [61] Beuther H, Bühr S, Rugel M. *A&A*, 2016, 595: A32
- [62] Dobbs C L, Bonnell I. *MNRAS*, 2007, 376: 1747
- [63] Kim S, Staveley-Smith L, Popita M A, et al. *ApJ*, 2003, 148: 473
- [64] Tamburro D, Rix H W, Walter F, et al. *AJ*, 2008, 136: 2872
- [65] Dickey J M, McClure-Griffiths N, Gibson S J, et al. *PASA*, 2013, 30: e003
- [66] van der Werf P P, Goss W M, Vanden Bout P A. *A&A*, 1988, 201: 311
- [67] Jackson J M, Bania T M, Simon R, et al. *ApJ*, 2002, 566: L81
- [68] Ridge N A, Di Francesco J, Kirk H, et al. *ApJ*, 2006, 131: 2921
- [69] Goldsmith P F, Li D. *ApJ*, 2005, 622: 938
- [70] Heiner J S, Vazquez-Semadeni E, Ballesteros-Paredes J. *MNRAS*, 2015, 452: 1353
- [71] Tang N Y, Li D, Heiles C. *A&A*, 2016, 593: A42
- [72] Sternberg A, Le Petit F, Roueff E, et al. *ApJ*, 2014, 790: 10
- [73] Goldsmith P F, Pineda J L, Langer W D, et al. *ApJ*, 2016, 824: 141
- [74] Bakes E L O, Tielens A G G M. *ApJ*, 1994, 427: 822
- [75] Heiles C, Troland T H. *ApJ*, 2003, 586: 1067

- [76] O'Halloran B, Satyapal S, Dudik R P. *ApJ*, 2006, 641: 795
- [77] Wolfire M G, Hollenbach D, McKee C F, et al. *ApJ*, 1995, 443: 152
- [78] Zuo P, Li D, Peek J E G, et al. *ApJ*, 2018, 867: 13
- [79] Hollenbach D J, Werner M W, Salpeter E E. *ApJ*, 1971, 163: 165
- [80] Goldsmith P F. *ApJ*, 2001, 557: 736
- [81] Goldsmith P F, Li D, Krco M. *ApJ*, 2007, 654: 273
- [82] Krco M, Goldsmith P F, Brown R L, et al. *ApJ*, 2008, 689: 276
- [83] Zasov A V, Zaitsevana N A. *Astronomy Letters*, 2017, 43: 7
- [84] Ellsworth-Bowers T P, Glenn J, Rosolowsky E, et al. *ApJ*, 2013, 770:39
- [85] Tang N, Li D, Heiles C, et al. *ApJ*, 2017, 839:8
- [86] 钱磊, 李会贤, 朱明, 等. *天文学进展*, 2011, 29: 4
- [87] McKee C F, Ostriker E C. *A&A*, 2007, 45: 565
- [88] Padovani M, Galli D, Ivlev A V, et al. *A&A*, 2018, 619: A144
- [89] Planck Collaboration., Ade P A R, Aghanim N, et al. *A&A*, 2011, 536: 23
- [90] Wu Y F, Liu T, Meng F Y, et al. *ApJ*, 2012, 756: 34
- [91] <http://www.naic.edu/alfa/galfa/>, 2019
- [92] Peek J E G, Heiles C. <http://arxiv.org/pdf/0810.1283.pdf>, 2019
- [93] Ballesteros-Paredes J, Hartmann L. *Rev Mex Astron Astrofis*, 2007, 43: 123
- [94] Tassis K, Mouschovias T Ch. *ApJ*, 2004, 616: 283
- [95] Palla F, Stahler S W. *ApJ*, 2002, 581: 1194
- [96] Hartmann L. *ApJ*, 2003, 585: 398
- [97] Gnedin N Y, Kravtsov A V. *ApJ*, 2011, 728: 88
- [98] Nan R D, Li D, Jin C J, et al. *International Journal of Modern Physics D*, 2011, 20: 989
- [99] Li D. *ASP Conference Series*, 2015, 502: 93
- [100] Li D, Pan Z C. *Radio Science*, 2016, 51: 1060
- [101] Li D, Dickey J M, Liu S. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 2019, 19: 16
- [102] Li D, Nan R D, Pan Z C. *Proceedings IAU Symposium*, 2012, 291: 325
- [103] <http://crafts.bao.ac.cn>, 2019
- [104] Li D, Wang P, Qian L, et al. *IEEE Microwave*, 2018, 19: 112
- [105] Verschuur G L. *ApJ*, 1969, 156: 861
- [106] Turner B E, Verschuur G L. *ApJ*, 1970, 162: 341
- [107] Crutcher R M, Troland T H, Lazareff B, et al. *ApJ*, 1996, 456: 217
- [108] Fiebig D, Gusten R. *A&A*, 1989, 214: 333
- [109] Vlemmings W H T. *A&A*, 2008, 484: 773
- [110] Crutcher R M. *A&A*, 2012, 50: 29
- [111] Crutcher R M, Kembell A J. *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, 2019, 6: 66
- [112] Rathborne J M, Jackson J M, Simon R. *ApJ*, 2006, 641: 389
- [113] Motte F, Bontemps S, Louvet F. *ARA&A*, 2017, 56: 41
- [114] Peretto N, Fuller G. *A&A*, 2009, 505: 405
- [115] Jackson J M, Rathborne J M, Shah R Y, et al. *ApJS*, 2006, 163: 145
- [116] Ragan S E, Heitsch F, Bergin E A, et al. *ApJ*, 2012, 764: 174
- [117] Flower D R, Pineau des Forets G, Walmsley C M. *A&A*, 2007, 474: 923
- [118] McClure-Griffiths N M, Stanimirovic S, Murray C E, et al. *Proceedings of Advancing Astrophysics with the Square Kilometer Array*. Bourke T L, Braun R, Fender R, eds, Trieste, SISSA: 2014: 130

HI Self-Absorption Studies

XIE Jin-jin^{1,2,3}, LI Di^{1,2,3}, ZUO Pei⁴

(1. National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100101, China; 2. CAS Key Laboratory of FAST, NAOC, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100101, China; 3. University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China; 4. The Kavli Institute for Astronomy and Astrophysics, Peking University, Beijing 100871, China)

Abstract: We review the observations of neutral atomic hydrogen self-absorption (HISA) and its importance to the study of the interstellar medium from revealing the multiple phases to the discoveries of the magnificent structures. We focus on one particular self-absorption phenomenon, HINSA, which denotes the self-absorption when the dip is narrower than that of CO. This unique feature of HINSA has made the calculation of the HI column density in molecular cloud possible which helps to understand the cloud evolution timescale, as well as the determination of the kinematic distance ambiguity. We anticipate the possible breakthrough observations made by FAST, such as Zeeman effect and HI NSA features at far distances. With larger field and higher sensitivity, HISA features observed by FAST and SKA will benefit the studies of interstellar medium and star formation with more discoveries and clearer pictures of the transition from atomic gas to molecular gas.

Key words: interstellar medium; neutral atomic hydrogen self-absorption; star formation