

星間水素を精密に測る： プランク衛星のもたらした 新たな物質尺度



福井 康雄

〈名古屋大学大学院理学研究科 〒464-8602 名古屋市千種区不老町〉

e-mail: fukui@a.phys.nagoya-u.ac.jp

水素原子の放つ波長21 cmの電波が発見された1951年以来、水素の観測によって宇宙の成り立ちの理解は大きく前進した。教科書には「21 cmスペクトルは光学的に薄い」と記されている。しかし、プランク衛星の結果を用いて調べると、21 cmスペクトルは光学的に厚いことがわかった。光学的厚さを補正すると、水素の平均密度は2倍程度大きくなる。その効果は、分子雲の構造と星形成、銀河の星形成率、星間化学、宇宙線強度など、幅広く宇宙の理解に影響を与える。

1. はじめに

1951年に発見された中性水素原子H Iの電波はまず、銀河系を調べるために用いられた。銀河系が渦巻き状であり、毎秒約220 kmの速度で回転することなどが明らかになり、銀河と星間物質の理解が大きく進んだ。同時に、星を作る材料としての水素原子の役割も注目された。1970年ごろ、さらに密度の高い水素分子(H₂)雲が波長2.6 mmのCO分子の電波によって発見され、水素原子から水素分子への相転移が引き金になって星形成に至るといった描像が、観測によって裏づけられた¹⁾。

中性水素原子ガスの平均密度はほぼ1 cm⁻³、水素分子雲のそれは1,000 cm⁻³以上と見積もられている。しかしその中間の100 cm⁻³前後の密度範囲の星間ガスがどうなっているかは、よくわかっていなかった。水素原子は星間ガスの大部分を占める。銀河系では、水素原子の次に多いヘリウム原子は重さで30%、水素分子は10%ほどを占める。さらに重い元素をすべて足し上げても、水素の1%ほどしかない。原子から分子への転移

の理解を含めて、水素の振る舞いを正確に理解することは、宇宙理解の基本である。

さて、プランク衛星²⁾は宇宙背景放射の観測機として知られるが、前景成分として銀河系内の星間物質の放射も精密に観測している。私たちは、プランクの前景成分の解析を行うことを計画し、2005年にプランク・チームとの共同研究を始めた。名古屋大学「なんてん2」望遠鏡のCO観測のデータを使って水素分子を測り、公開されている水素原子のデータも含めて前景成分の性質を解明する構想である。プランク衛星は2009年に無事打ち上げられ、2013年3月に初期データが公開された。ここでは、初期データを用いた前景成分研究の最新成果を紹介しよう^{3),4)}。

2. 「水素はダストと相関が悪い」

水素原子の基底状態には、スピンの相互作用によって僅かにエネルギーの異なる二つの状態がある。水素原子核の陽子とその周りを回る電子は共にスピン1/2をもつ。このスピンによる磁気モーメントが互いに平行か反平行かによってエネルギー

ギー差が生じる。その差は10万分の1電子ボルトほどごく僅かである。基底状態の水素原子はこの二つの状態のどちらかにあり、両状態間の遷移の際に放つ電波が21 cm スペクトルである。21 cmの電波の強さは、おおむね水素原子の量を反映する。もしこのスペクトルが光学的に薄いと、水素原子量（柱個数密度； $N_{\text{H I}}$ [cm^{-2}]) は21 cm線の電波強度（速度積分強度； $W_{\text{H I}}$ [K km s^{-1}]) に比例し、式(1)で結ばれる¹⁾。

$$N_{\text{H I}} = (1.823 \times 10^{18}) \times W_{\text{H I}} \quad (1)$$

光学的に薄いという仮定が正しければこの関係式は厳密であり、精確に水素原子の量が計算できるはずである。

2013年、プランクが公開したのはサブミリ波でのダストの光学的厚さ（353 GHzでの光学的厚さ τ_{353} ）とダスト温度（ T_d ）である。100 μm から850 μm に至る4波長帯のデータを用いて、これらの量が全天にわたって5分角の分解能で導かれた⁵⁾。特に τ_{353} は、典型的に約10%の高い相対精度を実現している。ダストは重元素量を反映するので、もし重元素量が一樣でダストの性質も一樣

であれば、水素量とダストの光学的厚さとはよく相関するはずである。そこで両者の相関を調べたのが図1である。予想に反して、相関は実に悪い。もし、水素が光学的に薄いとすると、両者はほとんど一直線状の良い相関を示すはずである。

さらに、ダスト温度を調べると図2が得られた。温度によって相関関係は大きく変わることが注目される。最もダスト温度が高い部分（ $T_d > 22.5 \text{ K}$ ）では分散が小さく、よく直線に載る。温度が下がると系統的に傾きが緩くなり、ばらつきも大きくなる。この振る舞いから筆者は、21 cm スペクトルのほとんどは光学的に厚く、飽和が効いていると推測した。21 cm スペクトルの吸収係数は温度と反比例の関係にあるので、最も温度の高い領域でのみ光学的に薄い近似がよく成立し、ほかの温度では光学的に厚くなって電波強度は飽和していると考えたのである⁴⁾。

ここで、高銀緯分子雲の一つ、MBM53, 54, 55領域の空間分布に目を向けよう³⁾。図3に四つの分布（CO, H I, τ_{353} , T_d ）を示した。COの分布が最もコンパクトで、フィラメント状になっている。ダストの光学的厚さはCOによく似ているが、COの検出領域よりも明らかに広く分布している。ダストの温度分布はダストの光学的厚さの分布と逆相関関係を示し、17 Kから23 Kの狭い

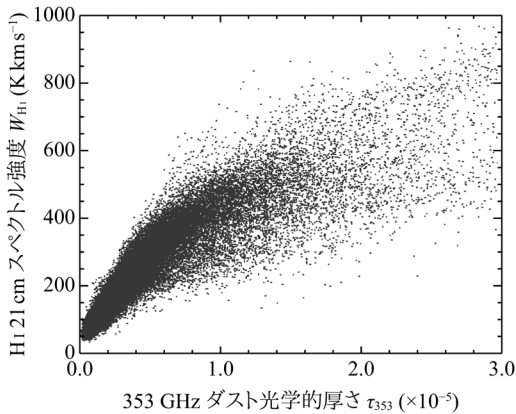


図1 H I 21 cm 電波強度とダストの光学的厚さの相関関係。全体に相関は悪い。ここに示したのは、銀緯15度以上の太陽系近傍の星間物質である。分子雲などを除き、ほぼ単一成分と近似できる。

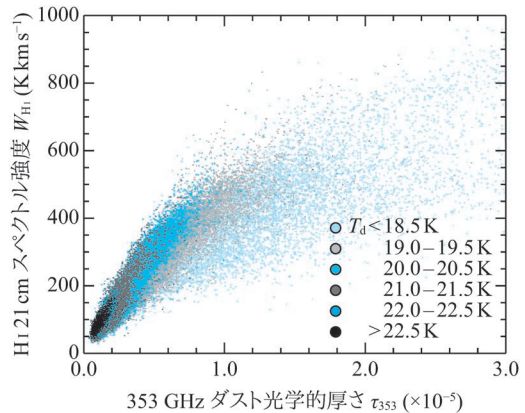


図2 図1をダスト温度で色分けしたものの。特に最も高いダスト温度で相関が良い。

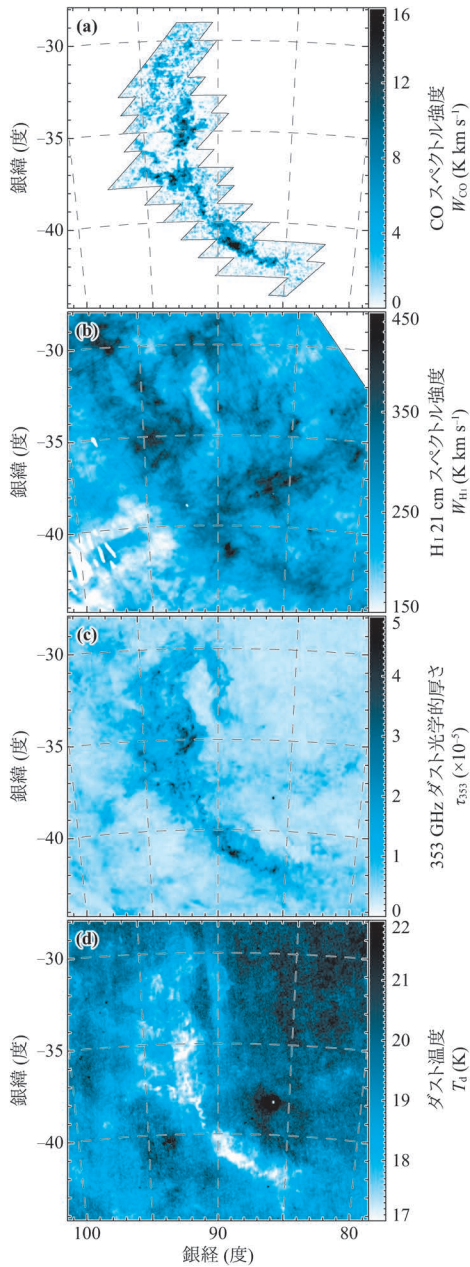


図3 高銀緯分子雲MBM53, 54, 55領域. (a) 名古屋大学「なんてん2」電波望遠鏡によるCO電波の強度. (b) H I 21 cmスペクトルの強度. (c) プランク衛星による353 GHzのダスト光学的厚さ. (d) プランク衛星によるダスト温度.

範囲にある. 最も低温の部分はCOとよく相関しており, 星の放射場が分子雲中で強く減衰していることを示す. ダストの温度変化の範囲が小さいのは, ダスト放射強度がダスト温度の約6乗に比例して変化するためである(プランク分布の全エネルギーが温度の4乗に比例し, ダスト放射効率がほぼ温度の2乗に比例することを反映している). ダスト温度が僅かに変化するだけで放射エネルギーが大きく変動するので, 星の光子強度が大きく変化してもダストの平衡温度の値は大きくは変わらない. ここで問題は, H Iの空間分布である. ある程度ダスト分布に似ているように見えるが, 細かく見ると相当相関は悪く, 図1を見る「相関の悪さ」が表れている. 上に述べた温度依存性を考慮すると, H I強度のばらつきはガス温度による「H Iの光学的厚さ」の変動によるものと考えられる.

3. 相関は温度に依存

ダストとH Iガスは共に星の光で加熱されており, ダスト温度が高い部分はガス温度も高い. 「H Iの吸収係数はガス温度に反比例する」ので, 温度が高いと吸収が小さくなり, ガスは光学的に薄くなる. したがって, ダスト温度が高い極限は光学的に薄く教科書の式(1)が成り立つが, 温度が下がると吸収係数が増大して飽和が効く. 特に, 温度の減少とともに系統的に飽和が強まると予想され, 図2の振る舞いがよく理解できる.

実は, H Iの光学的厚さの効果はある程度は予想されていた. 図4に21 cmスペクトルの電波強度をH I柱密度の関数として表した. H Iのspin温度(T_s ; ガスの温度に等しい)が100 KのときにはH I柱密度が 10^{21} cm^{-2} の辺りで強度の飽和が始まり, 100 Kに収斂する. しかし, 温度が50 Kになると飽和は $3 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ でも有意になる. 10^{21} cm^{-2} は典型的なH Iの柱密度であり, このような飽和は一般的に起きると考えるのは自然である. 図1で扱ったのは太陽系近傍の1,000

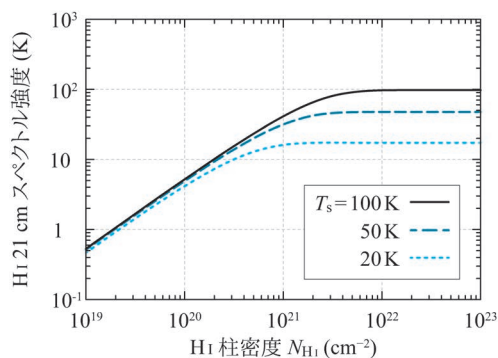


図4 HIの柱密度と21 cmスペクトル強度の理論曲線。柱密度が高い部分で電波強度が飽和する様子がわかる。21 cmスペクトルの速度幅を 10 km s^{-1} 、背景の電波強度を 2.7 K とした。

光年以内の領域であり、その領域でダストの性質に大きな変動があるとは考えにくい。プランクの観測したサブミリ波ではダストの光学的厚さは非常に小さく 10^{-6} – 10^{-4} であり、ダスト放射は完全に透明である。このダストの光学的厚さを使うと、水素原子・分子を問わず星間物質の質量が高い精度で求められると期待される。

以上の推論が正しければ、教科書の水素原子の公式を見直さなくてはならない。21 cmスペクトルの強度はスピン温度 T_s と光学的厚さ τ_{HI} で決まる。二つのパラメーターがあるために、一つの観測量（21 cmスペクトルの強度）からは一般に両者は求められない。これが歴史的にスピン温度を 100 K 以上に仮定し、光学的に薄い極限を想定した背景にある。

4. 現実的な水素密度を求める

今、HIの柱密度がダストの光学的厚さから得られるとすると、放射輸送の式とHIの光学的厚さの式を連立させて解くことによって、スピン温度 (T_s) と光学的厚さ (τ_{HI}) が計算できる。図1に示した領域について、得られたスピン温度を図5に示した。ほとんどの点でスピン温度が 20 – 60 K と低く、水素原子の柱密度は 10^{21} cm^{-2} 程度である。密度にするとちょうど 100 cm^{-3} 程度と

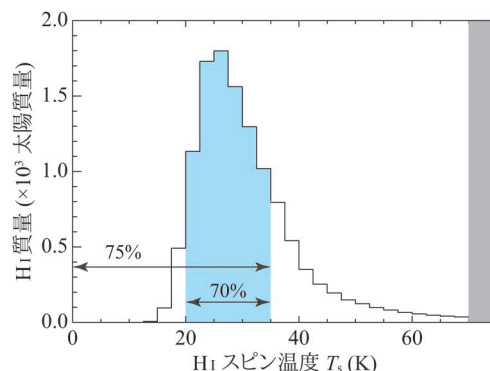


図5 本解析によって求められたスピン温度 (T_s) のヒストグラム (図1に示した領域)。

なり、HIの21 cmスペクトルとCOスペクトルの間の「失われていた密度域」にあたる。以前、C. ハイレス、J. デイッキーらは、銀河系外の電波連続波源を用いてHIを吸収で測定し、HIの T_s と τ_{HI} を求めた^{6),7)}。その結果を見ると、スピン温度が 40 K 前後の低温HIが確かに相当量存在することがわかり、今回の結果と矛盾ない。ただし、吸収にかかるHIは全体のごく一部なので、両者の量的な比較は単純にはいかない。

密度 100 cm^{-3} では、HIガスの温度は 50 K 程度に減少する。その理由は、加熱の減少と冷却の増加である。星間放射がダストで減衰して加熱が弱くなり、同時に密度が上がるために、主に電離炭素 (C II) の放射によるガスの放射冷却が強くなる。そのために密度が上がるとさらに温度が下がり、温度が 20 K 以下に減少する。ここでは、HIの電波強度が密度の増加とともに減少する、という一見矛盾した振る舞いを示す。

星間ガスの2相モデル⁸⁾によると、高温相 ($\sim 10^4 \text{ K}$) と低温相 ($\sim 10^2 \text{ K}$) の2相が力学的には安定であり、平衡状態を仮定するとその中間の密度のガスは少ないとされていた。しかし、最近の磁気流体力学計算によって、ガスは高度に乱流状態にあり⁹⁾、平衡状態からはほど遠いことが明らかになった。密度と温度の分布も入り乱れており、高温相と低温相の中間の遷移領域にも同程度

の質量のガスが存在すると考えられる。2相モデルは現実的とは言えず、 100 cm^{-3} 程度のガスも十分多量に存在すると考えてよい。

本解析の重要な成果の一つは、従来は明確でなかった「真に光学的に薄いHI」がダスト温度の高い部分として特定できたことにある。従来の方法は大部分のHIについて因子2程度水素量を過小評価していた。星間物質の最も主要な成分である水素原子について、10%の高い測定精度が達成されたことの意味は大きい。他方、分子雲のプロープであるCOは、 H_2 の1万分の1ほどの微量成分であり、COによる水素の定量には大きな不定性が避けられない。COの変換係数の誤差は因子2程度と見られ、今回の精度はこれより1桁高い。

5. 物質尺度の追究：ダストとガンマ線

星間物質の精密な定量は、天文学の長年の重要課題であった。通常、ダストによる減光、ダスト放射、そして、ガンマ線などがこの目的に使われてきた¹⁰⁾⁻¹²⁾。それぞれ、適用範囲に限界がある。ダストによる減光 (extinction) は可視減光が大きくなると飽和するために密度が高くなると使えない。一方、ダスト放射 (emission) は、波長によって星間物質との比例関係が異なる。例えば、波長 $100 \mu\text{m}$ ではプランク分布のピークに近いために放射強度はダスト温度に大きく依存し不定性が大きい。これに対して波長 $300 \mu\text{m}$ より長いサブミリ波はプランク分布のレイリー・ジーンズ領域に相当し、ダスト量の見積もりは短波長域よりも精確になる。今回用いたプランクのデータは、サブミリ波での最高感度を達成しており、最も精度が高いダスト量の尺度を与えたという意義がある。実際、可視光よりも飽和が小さいと見られる $2 \mu\text{m}$ の減光 (2MASS¹⁰⁾) とプランクのダストの光学的厚さを比べると、後者が圧倒的に高感度であることがわかる。

個々のガンマ線源については、TeV領域のガンマ線を発する超新星残骸が手がかりを与える。若いTeVガンマ線超新星残骸RXJ1713.7-3946について、福井らは水素原子ガスとCOで検出された水素分子ガスの両方の寄与がガンマ線の空間分布とよく対応することを示した^{13), 14)}。これは、ガンマ線の宇宙線陽子起源を強く支持すると同時に、水素原子とCOで検出された H_2 のみで標的の星間陽子量が十分に説明できることを示している。同様の対応が、若い超新星残骸RX J0852.0-4622とHESS J1731-347についても見いだされている^{15), 16)}。これらの3例によって、「COで見えない水素分子」を仮定することなく、光学的に厚いHIによってガンマ線に一致する分布が説明できることが示された (図6)。そこでのHI密度はいずれも 100 cm^{-3} を超えており、本解析の結果と矛盾がない。また、アジレ衛星とフェルミ衛星は低エネルギーのGeV領域のガンマ線で超新星残骸を調べ、スペクトルの特徴から陽子起源の証拠を示している^{17), 18)}。ただし、GeV領域での角度分解能の制約からTeV領域のように明確な星間陽子との空間的対応は、いまだ確認されていない。

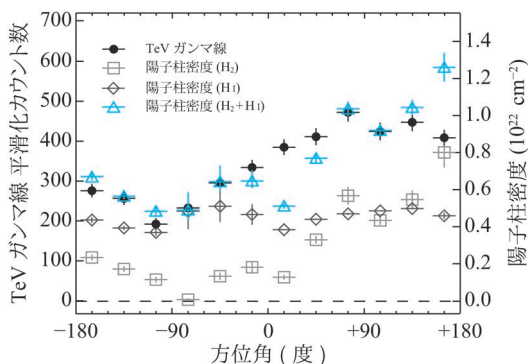


図6 超新星残骸RXJ 1713.7-3946領域におけるTeVガンマ線の強度(黒丸)と陽子柱密度(HI+H₂; 青三角)の分布¹³⁾。両者はよく一致する。横軸は超新星残骸の中心から見た方位角。

6. 新たな定量の波及効果

H Iは種々の観測量の基準である．この大元が変わるとさまざまな波及効果がある．

6.1 ダークガスの実体H₂ or H I

本研究に先立つ2005年に「ダークガス」と呼ばれる未知の星間物質があると主張されていた¹⁹⁾．ガンマ線は、宇宙線陽子と星間陽子の衝突によって生まれる中性パイ中間子 (π^0) が崩壊して生じる．21 cmスペクトルから水素原子の全量を求め、CO電波強度から水素分子を求め、両者の寄与を足し合わせると、宇宙線と衝突する陽子の総量が得られるはずである．しかし、GeVガンマ線の全天分布には、この陽子分布では説明できない超過成分が見いだされた．この成分が「ダークガス」と呼ばれ、その実体について盛んに議論されてきた．

上のダークガスの解析でも、21 cmスペクトルは光学的に薄いと仮定されていた．今回の発見によれば、ダークガスの実体は図7に示した光学的に厚いH Iとして説明できる．空間分布を含め、定量的にもダークガスとよく一致する．これまで有力視されていたダークガスの候補は「COのない水素分子」であった²⁰⁾．しかし、以下に述べるように水素分子形成率は低く、水素分子形成に

は時間がかかりすぎるため、 100 cm^{-3} のガス中で水素分子が支配的とは考えられない．

6.2 分子雲の構造

長年、電波天文学の世界ではCOの電波強度を経験的に求めた変換係数 X_{CO} （いわゆる「Xファクター」）によってH₂の総量に変換してきた（式(2)）²¹⁾．

$$N_{\text{H}_2} = X_{\text{CO}} \times W_{\text{CO}} \quad (2)$$

ここで W_{CO} はCOの全電波強度である．このとき、例えば力学的に求めた分子雲の質量と W_{CO} を比較して X_{CO} を求める．あるいは、ガンマ線強度から宇宙線密度の推定値を用いて全陽子を求め、 X_{CO} を決める方法も使われる．この時、H Iは光学的に薄いと仮定され、 X_{CO} は $2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} / (\text{K km s}^{-1})$ 程度と求められていた．

本研究の方法によれば、原子分子を問わず水素の総量を精密に定量することができる．図8に示したのは、ペルセウス座分子雲におけるダストの光学的厚さとCO電波強度の相関である．強度の弱い部分は非常に良い比例関係を示す．強度が高くなると明らかにCO強度が飽和する．星形成が活発な領域では温度が高くなるので飽和レベルが上がるが、星形成のない低温の雲では低い強度で飽和する．背景のH I柱密度は、銀緯にもよる

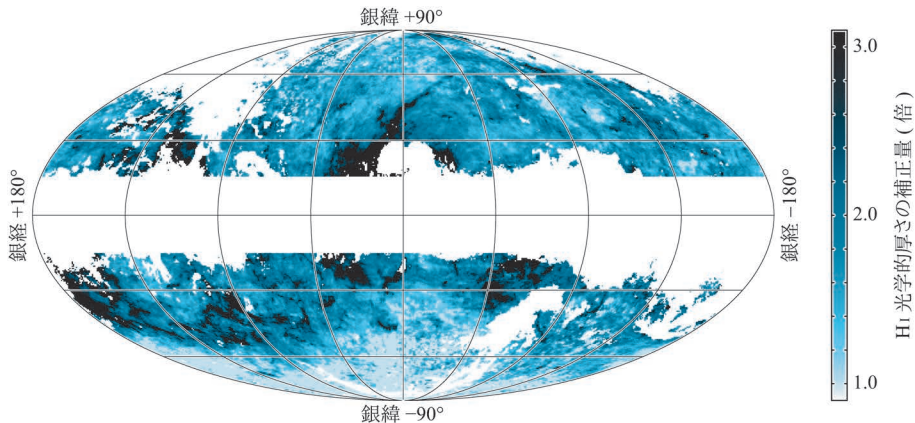


図7 光学的厚さを補正したH Iと、光学的に薄いとしたH Iの柱密度比の分布．銀河面など多成分のH Iはマスクした⁴⁾．

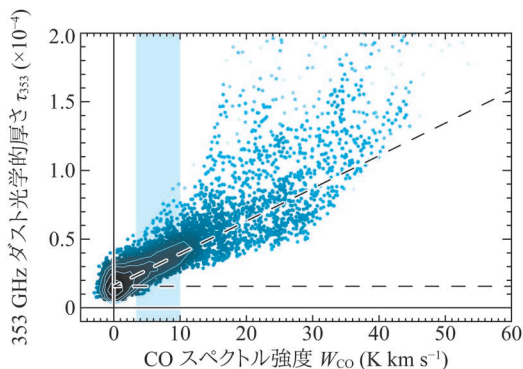


図8 ペルセウス座分子雲におけるダストの光学的厚さ(353 GHz)とCO電波強度. 破線は, 水色の網掛け部分でのベストフィット直線とその切片.

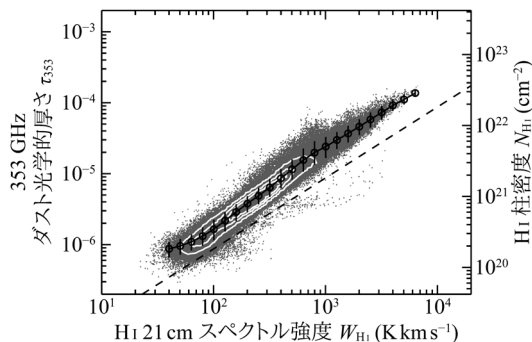


図9 銀河面内における353 GHzでのダストの光学的厚さと21 cmスペクトル強度の相関. 右側縦軸は光学的厚みを補正したH I柱密度. 破線はH Iが光学的に薄い場合の相関.

が, おおむね 10^{21} cm^{-2} なので, 第1近似としてはこの柱密度を差し引けばCO分子雲の寄与だけを取り出せる. これによって投影した分子雲の密度分布が1桁高い精度で決定できる. また, 分子雲をとりまく原子のエンベロープの密度・温度も決定できる. 以上のようなCOの振る舞いは, 高感度なサブミリ波でのダストの光学的厚さを用いて初めて明らかになったことに注意したい. この方法で導いた X_{CO} は領域によって異なり, $(1.5 - 3) \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} / (\text{K km s}^{-1})$ 程度である. 今後, この成果を用いて分子雲の力学的構造を見直す必要がある.

以上の話では銀緯の高い部分のみ論じてきたが, 銀河面上ではどうだろうか. プランクによるダストの光学的厚さは銀河面でも 10^{-4} 以下なので, ダスト放射は完全に銀河系円盤を透視している. 銀河面では同一視線には複数の水素ガス成分があり, 銀河面外のように一成分では近似できない. しかしH Iの電波強度とダストの相関を見ると, 10%よりは大きい, かなり良い相関があることがわかる(図9). これによって, ダストから星間陽子全量の天空への投影が求められる. 3次元モデルをフィットさせれば陽子の3次元分布が求まる. この陽子分布を使ってガンマ線強度

分布も計算できる. フェルミ衛星などが取得したガンマ線分布は, 星間陽子分布によってよく説明されると期待される. さらに, 標的としての星間陽子が精密に測定されたことによって, ガンマ線強度から宇宙線密度をより精確に求めることが今後の課題となる.

6.3 「水素分子形成」から見直す

ダストの光学的厚さが大きくなると水素が分子に転移するために, H Iの密度は減少する. ここでの水素分子形成の観測的検証は重要な課題である. 水素分子はダスト表面での反応で形成される. 水素原子がダスト表面に吸着され, 原子同士が会って反応し, ダスト表面から放出される²²⁾. この水素分子形成率の代表的値を使うと, 密度 100 cm^{-3} のガス中での水素分子形成の時間は1,000万年である. 図1で扱った太陽系近傍のガスの動力的時間は100万年と1桁短く, このガス中では十分な量の水素分子は形成できない. 星間ガスの進化を数値計算した結果も, 水素原子が水素分子よりも支配的であることを示す²³⁾. さらに最近の室内実験の結果によれば, ダストの表面温度が20 K以下にならないと水素原子が吸着されないことがわかってきた²⁴⁾. 温度20 K以上では水素原子が吸着されないために, 分子形成は起きない. この効果はこれまで考慮されておら

ず、実際にはさらに水素分子は形成されにくいと予想される。密度 100 cm^{-3} で水素分子が支配的である可能性は低く、「COのない水素分子」説は受け入れられない。実際には、水素原子が $1,000 \text{ cm}^{-3}$ に近い高密度でも存在し、星の光子の遮蔽によって温度が 20 K 程度まで減少して初めて、水素分子形成が有意になると見られる。

6.4 水素分子の紫外線観測

水素分子は直接観測が難しい。普通の分子の多くは回転遷移が電波で観測できるが、水素分子の回転状態はエネルギーを温度に換算して 500 K 以上と高く、 10 K 程度のふつうの分子雲中では励起されないために電波・赤外線で見えない。衝撃波があると H_2 の振動状態が赤外線で見えるが、これはごく一部のガスに限られる。通常の H_2 を見る唯一の方法として、紫外線による水素分子の電子状態の遷移の測定がある。紫外光の強い背景星に対する吸収が、紫外線観測衛星によって 100 星ほどで測定されている。その結果は、柱密度 10^{21} cm^{-2} 程度でも水素分子は微量であり、水素原子が主であることを示す^{25), 26)}。ただし、このサンプルがどの程度一般性をもつかは注意すべきである。サンプル数が少なく、観測方向も銀河面外に片寄っており、信頼度が非常に高いとは言えない。また、密度の高い HI の電波強度を説明するためには、水素原子が少なくとも水素全体の半分程度はなくてはならず、水素分子存在比の安全な上限は 0.5 程度である。したがって、水素分子が水素原子よりも圧倒的に多いという考えは支持されない。水素原子の振る舞いが正確に見えてきたことで、原子から分子の転移についてより明確な描像が、観測と理論の両面から確立されるだろう。今後の SKA, ALMA による高角度分解能観測も、原子分子転移を捉えるために有効である。

6.5 「ダストの進化」もトレース

ここでもう一つ考えるべきなのはダストの進化である。本解析では、水素柱密度が 10^{21} cm^{-2} 付

近で水素原子を精確に定量した。そこでのダストと水素の比例関係に準拠して、より低密度部分での比例関係のずれを測ることができる。実際、高銀緯領域において、水素柱密度の減少とともにダスト断面積が減少していることが明らかに見える。また、先行研究によって水素柱密度が 10^{22} cm^{-2} を超えるとダストが成長して断面積が増える傾向が認められている。以上の傾向は、密度増化に伴うダストサイズの成長として理解できる。観測的には次の式 (3) で粗く表現される^{4), 27)}。

$$\frac{\tau_{353}}{4.77 \times 10^{-6}} = \left(\frac{N_{\text{HI}}}{1 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}} \right)^{1.28} \quad (3)$$

最も HI ガスの多い 10^{21} cm^{-2} 近辺ではあまり変化はないが、濃い極限と薄い極限で最大 50% 程度の補正が必要になる可能性がある。

6.6 宇宙背景放射

本解析によって、宇宙背景放射の前景ダスト成分（銀河系の寄与）の物理がほぼ解明できた。特に、水素原子のみ存在する領域のダスト放射の評価が精確に行える。これまでの宇宙背景放射の解析は、銀河面をマスクして行われていたが、さらに銀緯の低い部分も含めて銀河系成分を差し引き、再解析を行うことが考えられる。データ量の増大によって、解析の精度を向上できる可能性がある。さらに今後の焦点は、偏波分布に B モード成分が見いだされるかどうかであり、 2015 年に公開が予定されるプランクの偏波データの理解が宇宙論的に重要な課題である。前景の HI が特定されることで、速度場が明らかになる。 HI と磁場分布、速度分布との相関が見えてくれば、偏光への前景成分の寄与をよりよく推定できる可能性がある。従来考えられていた以上に、前景の物理の重要性が認識されつつあることは、自然な流れと言える。

7. ま と め

中性水素原子の 21 cm スペクトルの新たな解析

によって、このスペクトルが光学的に厚いことが明らかになった。光学的厚さの補正によって水素原子密度はほぼ2倍大きいと結論される。また、従来考えられていた以上に、水素原子相は星間物質における主要な相と考えられる。水素の定量自体はもとより、分子雲と銀河系の構造、水素の原子-分子転移、宇宙線密度、水素に準拠した星形成率などの再検討が必要である。

謝 辞

この研究を進めるにあたって、渡部直樹（北海道大学）、井上剛志（国立天文台）、犬塚修一郎（名古屋大学）の各氏と有益な議論ができたことに感謝します。また、本研究は名古屋大学の鳥居和史、岡本竜治、早川貴敬、佐野栄俊、桑原利尚、山本宏昭、立原研悟の各氏と、大阪府立大学の大西利和氏らとの共同研究として行われました。なお、本研究は科学研究費補助金（課題番号24224005）によって援助されました。

参考文献

- 1) Dickey J. M., Lockman F. J., 1990, ARA&A 28, 215
- 2) *Planck* Collaboration, Abergel A., Ade P. A. R., et al., 2014, A&A 571, A1
- 3) Fukui Y., Okamoto R., Yamamoto H., et al., 2014, ApJ 796, 59
- 4) Fukui Y., Torii K., Onishi T., et al., 2015, ApJ 798, 6
- 5) *Planck* Collaboration, Abergel A., Ade P. A. R., et al., 2011a, A&A 536, A24
- 6) Heiles C., Troland T. H., 2003, ApJS 145, 329
- 7) Dickey J. M., McClure-Griffiths N. M., Gaensler B. M., Green A. J., 2003, ApJ 585, 801
- 8) Inutsuka S., Koyama H., 1999, Star Formation 1999, Proc. 112
- 9) Koyama H., Inutsuka S., 2002, ApJ 564L, 97
- 10) Skrutskie M. F., Cutri R. M., Stiening R., et al., 2006, AJ 131, 1163
- 11) Neugebauer G., Habing H. J., van Duinen R., 1984, ApJ 278, 1
- 12) Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., ApJ 500, 525
- 13) Fukui Y., Sano H., Sato J., et al., 2012, ApJ 746, 82
- 14) Inoue T., Yamazaki R., Inutsuka S., et al., 2012, ApJ 744, 71
- 15) Fukui Y., 2013, in *Astrophysics and Space Science*

- Proceedings, Vol. 34, eds. Diego F. T., Olaf R. (Springer, Berlin), p. 249
- 16) Fukuda T., Yoshiike S., Sano H., et al., 2014, ApJ 788, 94
 - 17) Giuliani A., Cardillo M., Tavani M., et al., 2011, ApJ 742, 30
 - 18) Ackermann M., Ajello, M., Allafort A., et al., 2013, Science 339, 807
 - 19) Grenier I. A., Casandjian J. M., Terrier R., 2005, Science 307, 1292
 - 20) Wolfire M. G., Hollenbach D., McKee C. F., 2010, ApJ 716, 1191
 - 21) Bolatto A. D., Wolfire M., Leroy A. K., 2013, ARA&A 51, 207
 - 22) Hollenbach D., Salpeter E. E., 1971, ApJ 163, 155
 - 23) Inoue T., Inutsuka S., 2012, ApJ 759, 35
 - 24) Watanabe N., Kimura Y., Kouchi A., 2010, ApJ 714, 233
 - 25) Gillmon K., Shull J. M., Tumlinson J., Danforth C., 2006, ApJ 636, 891
 - 26) Rachford B. L., Snow T. P., Tumlinson J., et al., 2002, ApJ 577, 221
 - 27) Roy A., Martin P. G., Polychroni D., et al., 2013, ApJ 763, 55

Accurate Measurements of the Interstellar Hydrogen: A New Measure of the Interstellar Medium Based on the *Planck* Dust Optical Depth

Yasuo FUKUI

Department of Physics and Astrophysics, Nagoya University, Chikusa-ku, Nagoya 464-8602, Japan

Abstract: The 21 cm spin-flip transition of neutral atomic hydrogen (H I) was discovered in 1951. Since then, the 21 cm line has been extensively used to probe the interstellar medium in the Galaxy and galaxies. In the astronomy text books, the 21 cm line is explained to be optically thin and an equation which relates H I column density with the 21 cm line intensity is presented. A recent study by the radio astronomy group of Nagoya University has shown that the 21 cm line is often optically thick in the interstellar medium in the solar vicinity. This study, utilizing the *Planck* dust optical depth as a measure of the interstellar medium, has shown that the average H I density is to be doubled when the correction for the H I optical depth is applied. This result will influence various aspects of the Universe including dynamics of the molecular clouds, the H I-H₂ transition, star formation rates based on hydrogen, cosmic ray energy density, etc.