

## 特集「水素・酸素同位体分別の起源」

# 彗星氷に含まれる分子の原子核スピン異性体比と重水素／水素比

河北 秀世<sup>1</sup>

## 概要

微惑星残存物である彗星に含まれる物質の性質から太陽系形成初期の様子を探ることは、彗星科学にとって極めて重要なテーマのひとつである。彗星は氷と塵を含む小天体であるが、本稿では特に氷に着目し、氷に含まれる分子の原子核スピン異性体比および重水素／水素比から太陽系形成初期の温度環境について議論する。H<sub>2</sub>Oをはじめとするいくつかの分子種における原子核スピン異性体の存在比、重水素／水素比の観測から、太陽系の母体になった分子雲の温度環境は約30K程度と考えられる。すなわち、暗黒星雲のような環境（～10K）ではなく、比較的暖かな、むしろ巨大分子雲のように星が星団として誕生するような環境に近かった可能性が高い。

## 1. 始原天体としての彗星

太陽系は約46億年前に分子雲から分子雲コア、そして原始太陽系円盤を経て誕生したと考えられている。しかし、その詳細については、未だに明確になっていない点もある。たとえば、太陽のような小質量の単独星は、おうし座分子雲のような極低温（10K程度）の暗黒星雲から誕生したと一般に考えられてきた。しかし、オリオン分子雲のような大質量形成領域でも小質量星が大量に作られていることが明らかになり、また隕石中の消滅核種の研究や、太陽系外縁部のカイパーベルト天体の軌道分布から、太陽は大質量星形成領域

において星団の一員として誕生した可能性が示唆されるようになってきた[1,2]。本稿では、太陽系の始原天体の一つである彗星に焦点を当て、太陽系形成初期の温度環境について議論する。

ふと気がつけば夜空に突然現れ、長い尾をたなびかせて星々の間を駆け抜けてゆく彗星の本質は、わずか数kmから数十kmの大きさの核にあると言っても過言ではない。現在の彗星科学における重要なテーマの一つが、彗星核に含まれる物質の起源である。この彗星核は、原始太陽系円盤中で微粒子（難揮発性の塵とその周りを覆う氷）が集まって出来た微惑星であると考えられている。微惑星が更に集積することで原始惑星、そして惑星が誕生するのであるが、その過程で惑星として集積されなかった残存物が彗星核であると考えられている。この微惑星残存物は、現在では太陽から30天文単位以上離れた黄道面付近のディスク（カイパーベルト）、あるいは太陽から数万天文単位離れた球殻状の分布（オールド雲）として存在している。しかし、これらの領域にある彗星核は、もともとその場で作られた微惑星ではない可能性がある。特にオールド雲は、原始太陽系円盤中で巨大惑星が形成された領域から重力散乱で放逐された微惑星によって作られたと考えられている。カイパーベルト中の天体についても、原始太陽系円盤中で巨大惑星の移動にともなって、現在の位置よりも内側から運ばれたという考えもある[3]。

いずれにせよ、彗星核がH<sub>2</sub>Oを主体とする揮発性の氷を含む以上、原始太陽系円盤中の氷雪線（snow line）よりも外側で作られた微惑星であることは間違いない。微惑星形成から40億年以上もの間、太陽から

1. 京都産業大学理学部物理科学科

遠く離れた場所に保存されてほとんど熱変性を受けていない彗星核は、46億年前の原始太陽系円盤中の物質を閉じこめた始原天体であると考えられる。

彗星の氷に着目してみると、その成分はほとんどがH<sub>2</sub>Oである。H<sub>2</sub>Oが100に対し、CO<sub>2</sub>やCOが20ほど存在しているようである。そして、その他にNH<sub>3</sub>やCH<sub>4</sub>、HCN、C<sub>2</sub>H<sub>2</sub>、C<sub>2</sub>H<sub>6</sub>、CH<sub>3</sub>OH、H<sub>2</sub>COなどの物質がそれぞれ1～0.1程度、含まれている。こうした氷の成分比は、原始太陽系円盤中で起こった物質化学進化の結果を反映していると考えられる。彗星から昇華したガスの組成を多くの彗星について調べた結果、彗星ごとにCOなどの成分はバラエティがあることが分かってきた。これは彗星が誕生した環境（特に温度）の違いを反映しているのではないかと考えられている。しかし、一方で、何度か太陽の周りを周った彗星では、揮発性の高いCOなどが表層付近から選択的に欠乏している可能性がある。実際、私を含むメンバーは、2005年7月に行われたNASAのDeep Impact計画（重さ370kgの子機を彗星核に衝突させ、放出物を探査機から観測する計画）に際して、9P/Tempel 1という彗星では表層と内部で氷の組成が異なる事を地上観測から明らかにした[4]。この彗星は周期が約6年と短く（カイパーベルト起源の彗星とされている）、表面は太陽による加熱の影響を大きく受けていたと考えられる。放出物の組成比が、オールト雲起源の長周期彗星において観測される組成比に近かったことから考えると、周期の長い彗星については、ほとんど変性を受けていないのかもしれない。

このように氷の組成比から彗星物質の起源を探るのは、多少、注意が必要である。別の視点から、彗星の起源を探ることはできないだろうか。

## 2. 原子核スピン異性体比

彗星に含まれる分子の中には、H<sub>2</sub>Oのように対称位置に水素原子核を持つ分子がいくつもある（NH<sub>3</sub>、CH<sub>4</sub>、CH<sub>3</sub>OH、H<sub>2</sub>COなど）。水素原子核（つまり陽子）

は原子核スピン1/2を持つフェルミ粒子である。そのため、空間的に対称な位置に水素原子を持つ分子には、等価な水素原子の交換に対して分子の波動関数が反対称でなければならないという制約が生ずる。このため、分子の回転エネルギー準位は異なるグループに分類することができる。H<sub>2</sub>Oの場合、2つのグループ（原子核スピン異性体）が存在し、「オルソ」と「パラ」と呼ばれている。これらはH<sub>2</sub>Oの持つ水素原子の原子核スピンの方向がそろっているか反対かによって分類される。この2つのグループ間には、電気双極子放射による遷移も、衝突による遷移も許されていない。

ここで、彗星コマ中に観測されるガスのオルソ/パラ比が何を反映しているかは、自明ではない。例えば、水素原子が交換されるような化学反応が起こるとオルソ・パラの変換が可能である。また、彗星核中に固体として存在している間に彗星核の内部温度で平衡に達するかもしれない。幸い、彗星核から蒸発したガスの水素原子交換反応については、普通の彗星に観測される程度のガス密度ではほとんど起きないと考えられている[5]。そのため、観測されるガスのオルソ/パラ比は、少なくとも彗星氷中に含まれていた分子のオルソ/パラ比を反映していると考えられる。彗星核中でのオルソ・パラ変換については、実験的にも理論的にも十分に理解されていないが、その時間スケールが短ければ彗星核内部の温度を探るプローブとして、反対に時間スケールが長ければ彗星氷の作られた温度環境を探るプローブとして使えるのではないかと考えられていた。こうしたアイデアをもとに、初めて彗星H<sub>2</sub>Oのオルソ/パラ比を測定したのは、NASA・ゴダード・スペースフライトセンターのM. J. Mummaである。

M. J. Mummaは1986年に大気中の水蒸気を避けて航空機からHalley彗星を観測し、初めて彗星中のH<sub>2</sub>Oを検出し、そのオルソ/パラ比を明らかにした。オルソ/パラ比が熱平衡状態で決まると仮定して得られた温度（核スピン温度）は、29Kであった[5]。その後、H<sub>2</sub>O分子のオルソ/パラ比については彼のグループが

表1 これまでに観測された彗星分子の核スピン温度 [6,7,8,9,10,12,13]

彗星	H <sub>2</sub> O	NH <sub>3</sub>	CH <sub>4</sub>	力学的起源
1P/Halley	29±2			オールト雲
C/Wilson	≥50 <sup>註1)</sup>			オールト雲
C/1996 B2			≥50 <sup>註2)</sup>	オールト雲
C/1995 O1	28±2	26 <sup>+10</sup> <sub>-6</sub>		オールト雲
C/1999 H1	30 <sup>+15</sup> <sub>-6</sub>			オールト雲
C/1999 S4	≥30	27 <sup>+3</sup> <sub>-2</sub>		オールト雲
C/2001 A2	29 <sup>+4</sup> <sub>-3</sub>	25 <sup>+1</sup> <sub>-2</sub>		オールト雲
C/2000 WM1	28±3	30 <sup>+5</sup> <sub>-3</sub>		オールト雲
153P/Ikeya-Zhang		32 <sup>+7</sup> <sub>-4</sub>		オールト雲
C/2001 Q4 (NEAT)	31 <sup>+11</sup> <sub>-6</sub>	31 <sup>+5</sup> <sub>-4</sub>	33	オールト雲
C/2004 Q2 (Machholz)	34±3			オールト雲
103P/Hartley 2	36±3			カイパーベルト
2P/Encke		≥33		カイパーベルト

注1) H<sub>2</sub>O 基本振動の一部の遷移しか観測されていないため、決定精度に問題があるとの指摘がある。また、オールト雲から初めてやってきた彗星であったため、彗星核表層の H<sub>2</sub>O 分子は宇宙線被爆によってオルソ／パラ比が3にリセットされていた可能性が指摘されている。

注2) この値はPreliminaryな結果として出されたものなので、注意を要する。著者にコンタクトをとったが、査読付き論文誌での出版予定は無いとのこと。

注3) H<sub>2</sub>Oの核スピン温度は、以前は大気圏外からの基本振動バンドの観測によっていたが、近年、ホットバンド輝線の地上観測によってオルソ／パラ比を求める手法が開拓され、この1、2年で多くの彗星について結果が増えつつある。

中心となって研究を続けており、これまでに複数の彗星において核スピン温度が決定されている[6,7,8,9]。これらの中には、周期6年～数十万年以上の彗星まで含まれる。周期の異なる彗星（遠日点距離が異なる）においては核内部の平均的な温度も異なると予想されるが、これらの彗星においていずれもほぼ同じ核スピン温度が得られており、彗星核中のオルソ／パラ比再平衡の可能性は少ないと考えられている[1]。つまり、観測されるオルソ／パラ比は彗星氷が形成された環境を反映している可能性が高い。しかしそれでも、物理温度の指標として核スピン温度を用いることが妥当かどうかという疑問が残る。観測されたオルソ／パラ比が最終的に熱平衡過程で決まっているならば核スピン温度は物理温度の指標となりうるが、その仮定は正しいのだろうか。

1990年代終わり頃から、こうした疑問に対するアプローチとして他の分子種の核スピン温度を探ることが重要だと認識されるようになってきた [7]。もしも分

子種に依存せずに核スピン温度が決まっているならば、それは各分子に共通した熱平衡過程の存在を示唆しているからである。しかし、H<sub>2</sub>O以外に有望であったNH<sub>3</sub>の核スピン温度決定も、世紀の大彗星と言われた Hale-Bopp彗星（1997年）でさえS / N比の不足から

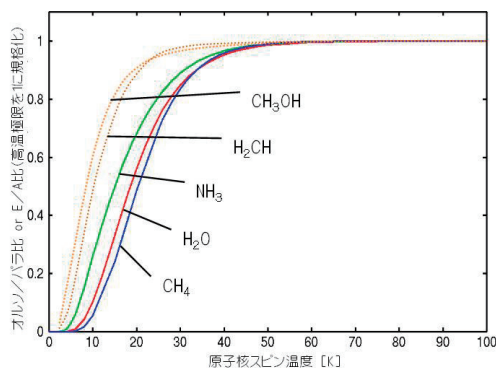


図1: 原子核スピン異性体の存在比と核スピン温度。高温極限値を1として規格化してある。水の場合、原子核スピン統計重率比は3であり、高温極限値がこれに対応する(50K以上では、オルソ／パラ比はほぼ3になっている)。分子種によって、核スピン温度に対する依存性が異なる。

断念されていた[7]. しかしこの頃,  $\text{NH}_3$ が太陽紫外線で壊れてできる $\text{NH}_2$ ラジカルの可視光域における発光スペクトルから,  $\text{NH}_2$ のオルソ/パラ比を求め, そこから逆に $\text{NH}_3$ のオルソ/パラ比を決定するという手法を筆者らが開拓した[10] (河北他の2002年の遊星人の記事を参照).  $\text{NH}_2$ の発光効率は高く, 当時, ファーストライトを迎えた直後の「すばる望遠鏡」によって, 高いS/N比のスペクトルが得られるようになった事も幸いであった. こうした経緯で初めて測られた彗星 $\text{NH}_3$ の核スピンの温度は, 28Kであった (C/1999 S4 リニア彗星). 一般に, 化学反応において生じる生成熱は, 生成された分子の並進運動, 電子励起, 振動励起, 回転励起などに分配される. オルソ/パラ比について重要なのは, 回転エネルギー間の分布であるが, それに対してどれくらいエネルギーが分配されるかは, 分子種によって異なると考えられる. そのため,  $\text{H}_2\text{O}$ と $\text{NH}_3$ が同じ核スピン温度を示すという事は, 分子種に依存しない, つまり何らかの熱平衡状態において $\text{H}_2\text{O}$ や $\text{NH}_3$ のオルソ/パラ比が決まったためと考えられた. 例えば, 低温の塵表面における化学反応などでは, 塵が熱浴として生成熱を効果的に逃がすことができるため, 上記のような条件が達成される可能性がある. 実際,  $\text{H}_2\text{O}$ の生成反応において効率よく生成熱が散逸している様子が実験室で観測されている[11].

こうした観点から, 異分子間での核スピン温度の一致は, 重要な意味を持つと考えられる. そこで他の分子種についても核スピン温度の測定を試みた. 筆者らのグループでは,  $\text{NH}_3$ のオルソ/パラ比の決定を精力的に進める一方, 同一の彗星において,  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{NH}_3$ ,  $\text{CH}_4$ の3種について同時に核スピン温度を測定することにも成功している[12,13].

筆者らは, 2004年5月にC/2001 Q4 (NEAT)彗星を, すばる望遠鏡によって観測した. 用いた装置は, 可視光分散分光器 (HDS) と, 近赤外分光画像カメラ (IRCS) である. HDSは可視光領域で波長分解能 (波長/最小分解波長)  $R=160000$ を達成することができる高分散分光器である. 我々の観測では, 波長分解能

72 000に設定し,  $\text{NH}_2$ の発光スペクトルを得た. 一方で, IRCSを用い, 波長3ミクロン付近の高分散分光観測を行った (波長分解能は $R=10000$ ). この波長域には, C-HやN-H, O-Hの伸縮振動バンドが見られ, 様々な分子の輝線が観測される. 我々はこの波長域で $\text{H}_2\text{O}$ と $\text{CH}_4$ の顕著な輝線を観測することに成功した. 近赤外域の観測では, 通常, 彗星分子の輝線が地球大気中の同じ種類の分子によって吸収されるため, 大きな困難を伴う. 彗星が地球に対して大きな速度差を持つ場合にのみ, かくろうじて観測が可能となる. そういった意味で, この彗星は明るさの面からも, 地心速度の面からも最適のターゲットであった. こうして得られた核スピン温度は,  $\text{H}_2\text{O}$ が31K,  $\text{NH}_3$ が31K,  $\text{CH}_4$ が33Kとなった. 同一の彗星において三つの核スピン温度が得られたのは, これが初めてである. 以上の結果は, オルソやパラといった原子核スピン異性体の比率が熱平衡において決定されたとする説と調和的であり, 核スピン温度が物理温度の良い指標であることを意味している.

表1に, これまでに得られている彗星分子の核スピン温度をまとめた. 全ての分子で, ほとんどの彗星が30K前後の値を示していることが分かる. また, 彗星の力学的起源 (オールド雲かカイパーベルトか) と核スピン温度は無関係であるように思われる. なお, 表中, 核スピン温度が50K以上となっているものが二つ

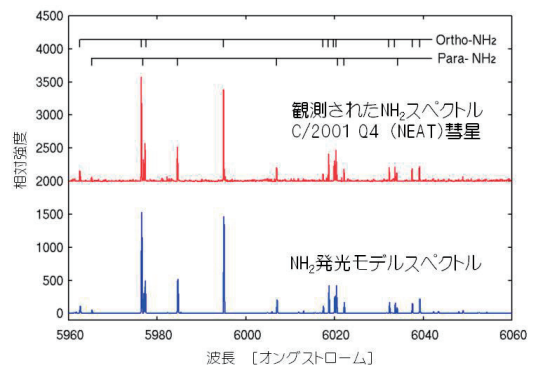


図2:  $\text{NH}_2$ の観測とモデルの比較. C/2001Q4 (NEAT) 彗星の場合. 高い波長分解能で観測することで, オルソとパラに属する輝線を分離して調べることができる. 図中, 主なオルソ・パラの輝線を示してある.

あるが、これらはオールト雲に滞在している間に彗星核表層の水が宇宙線などの照射によって変性した可能性を示唆していると言われる（ただし、いずれも観測された輝線の本数が少ないなど、観測データにも問題がある）。

このデータを、全ての彗星でほぼ一定（～30K）と見るか、彗星ごとに若干のバラツキがあると見るかで、この先の議論が分かれる。仮に後者であるとすると、これは原始太陽系円盤中の温度勾配に対応した差異であると考えられる。つまり、原始太陽系円盤中の場所を示唆していると考えられる。しかし、Dello Russoらは、彗星氷組成と核スピン温度の相関について否定的である。なぜなら、揮発性の高いCOやCH<sub>4</sub>の組成比が核スピン温度と相関している様子が見られないからである（Dello Russo et al. 2005）[8]。もっとも、彗星毎の熱履歴（太陽への回帰の回数など）によって彗星核表層の水組成比に影響があった可能性もある。また、表1中H<sub>2</sub>Oで比較的低い核スピン温度を示す彗星は、NH<sub>3</sub>でも低い温度を示す傾向があり、彗星毎に核スピン温度にばらつきがある可能性を完全には否定できない。しかし、現状では「核スピン温度は誤差の範囲でほぼ一致している」とするのが安全な立場であろう。

微惑星の誕生した場所が異なると考えられるオールト雲起源の彗星とカイパーベルト起源の彗星で核スピン温度に差がみられないこともあわせて考えれば、核スピン温度はこれらの彗星に共通した環境の温度を示していると考えられる。つまり、太陽系の元となっ

た分子雲の温度である。Boudin et al. (1998) [14] が提唱したように、分子雲中で出来た氷が、ほぼそのまま彗星核に持ち込まれたとすれば（但し、COなどの揮発性の高い物質の部分的な昇華があったと考えている）、核スピン温度は分子雲の温度環境を反映することになる。すなわち、太陽系は約30Kの分子雲から誕生したということになる。ちなみに30Kという温度は、大質量星形成領域である巨大分子雲中の分子雲コアの典型的温度にほぼ等しい。このように、彗星氷の核スピン温度は、太陽が大質量星形成領域中で星団の一員として誕生したという可能性を支持している。

これまでに行われた彗星氷物質の形成環境についての他の研究としては、たとえば、彗星分子中の重水素／水素比をモデル計算や星間における観測値と比較したものがある（後述）。また、H<sub>2</sub>O水中に捕獲された希ガスやCOなどの組成比を実験結果と比べる研究や、C<sub>2</sub>H<sub>2</sub>やC<sub>2</sub>H<sub>6</sub>、C<sub>3</sub>H<sub>4</sub>の組成比を手がかりにするという研究もあった。こうした研究のすべてが、同様に25～40K前後の温度環境を示唆していることは、大変興味深い[15-23]。

### 3. 彗星分子の重水素・水素比

低温度環境下の化学反応において、重水素体が濃集する現象（重水素濃集）が見られる。これは、星間の低温分子雲などで顕著であり、時には宇宙組成（D／H=1.5×10<sup>-5</sup>）に比べて何桁も重水素が濃集される場合がある。重水素濃集の程度は、温度にも依存するし、

表2：これまでに報告された彗星分子のD／H比 [12,24]

H <sub>2</sub> O	3.1×10 <sup>-4</sup>	探査機（ハレー彗星）
	2.9×10 <sup>-4</sup>	電波観測（百武彗星）
	3.3×10 <sup>-4</sup>	電波観測（ヘール・ボップ彗星）
HCN	2.3×10 <sup>-3</sup>	電波観測（ヘール・ボップ彗星）
NH <sub>3</sub>	< 4×10 <sup>-2</sup>	電波観測（ヘール・ボップ彗星）
CH <sub>4</sub>	< 1.5×10 <sup>-2</sup>	赤外線観測（C／2001 Q4）
H <sub>2</sub> CO	< 2×10 <sup>-2</sup>	探査機（ハレー彗星）
CH <sub>3</sub> OH	< 1.4×10 <sup>-3</sup>	電波観測（ヘール・ボップ彗星）
H <sub>2</sub> S	< 0.2	電波観測（ヘール・ボップ彗星）

(注) 上限値については、これまでに得られている最も小さな値のみを示した。



見ている分子種にも依存する。そのため、重水素濃集は分子生成環境の温度を探るための強力なプローブとして利用されることが多い。実際、前節の最後でも紹介したように、彗星分子の形成温度を探る手がかりとして使われてきた。

しかし、残念ながら、彗星における重水素体の検出は非常に稀である。Hale-Bopp彗星などの極めて明るい彗星や、Halley彗星のように探査機が直接、その場観測を行った彗星でのみ、重水素/水素比が得られている。彗星で最も豊富に存在する $H_2O$ について、その重水素体であるHDOは、Halley彗星、Hyakutake彗星、Hale-Bopp彗星において検出されており、いずれの彗星でも、 $HDO/H_2O$ 比から $D/H \sim 3 \times 10^{-4}$ と得られている。原始太陽における元素組成比は $D/H = 1.5 \times 10^{-5}$ と考えられているので、一桁程度の濃集が見られることになる。更に、Hale-Bopp彗星において、彗星核内部から噴出してきたジェット中では水の $D/H$ 比が $\sim 2 \times 10^{-3}$ であったという結果も報告されているが、関係者の間では疑問の声がある。また、Hale-Bopp彗星ではシアン化水素(HCN)の重水素体DCNも検出された。DCN/HCN比より、 $D/H \sim 2 \times 10^{-3}$ と得られている。シアン化水素については2桁もの重水素濃集が起こっていることになる。残念ながら、これ以外に重水素体が検出された例は無い。上限値が得られているのみである。表2に現在までに知られている彗星の $D/H$ 比についてまとめた[24]。

Hale-Bopp彗星において得られた水とシアン化水素の $D/H$ 比は、温度が30K程度の分子雲中での気相化学反応の結果として説明できる[15, 16]。一方、分子雲の温度が10K程度(典型的な暗黒星雲の温度)であっても、原始太陽系円盤中の化学進化を考慮すれば、同様の結果が彗星水中の分子に期待できるとされている[19]。一体、どちらが正しいのであろうか。実は、これら二つのモデルでは、メタン分子の $D/H$ 比に大きな違いが見られる。前者では、重水素体である $CH_3D$ と $CH_4$ の比が0.02程度になる一方で、後者のモデルでは比は0.1程度にまで大きくなる。いずれに

せよ、水やシアン化水素に比べると、更に大きな重水素濃集が起きていることになる。

そこで筆者らは、3年前から彗星のメタンにおける $D/H$ 比を決定するという目標に取り組んできた。しかし、これはそう容易な事ではなかった。彗星におけるメタン分子( $CH_4$ )の観測そのものが、10年前までは成功していなかったのである。メタン分子( $CH_4$ )は、球対称コマと呼ばれ、慣性モーメントが全て等しい。その対称性の高さゆえ、分子の永久電気双極子モーメントはゼロであって、放射を伴う回転遷移が生じない(但し、衝突遷移は起きる)。つまり、 $H_2O$ やHCNのような極性分子と違って、電波領域での観測ができないのである。厳密には、メタン分子も高速回転するようになると(大きな回転角運動量を持つと)、遠心力歪みの効果でほんのわずかな電気双極子モーメントを持つが、それは $H_2O$ やHCNの10万分の1程度しかない。

メタン分子の観測は、現在、赤外線領域で行うのが主流である。彗星の場合には、波長3.3ミクロン付近にあるC-H伸縮振動のバンドが用いられている。この波長は、ちょうど彗星の塵による太陽散乱光スペクトルのピーク(波長500nm付近)と熱輻射スペクトルピーク(太陽から1 AUでは10ミクロン付近)の間にあ

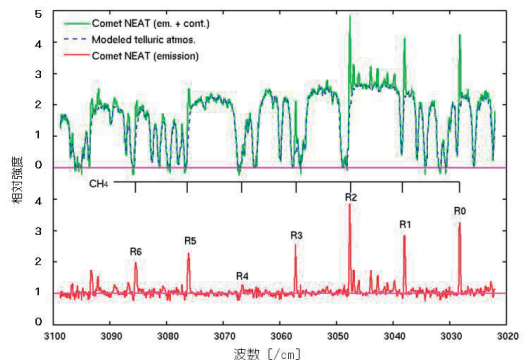


図3: 彗星メタン分子の輝線と地球大気による吸収。図中上が観測された彗星のスペクトルで、メタンガスによる輝線と塵によって散乱された太陽光などが一緒になっている。吸収はほぼすべて地球大気によるもので、彗星メタン輝線のすぐ左側(波数の大きい側)にある吸収が地球のメタンによるもの。下の図はガスによる輝線成分のみ取り出したもの。メタン以外にも様々な分子の輝線が検出される。

り、ガス輝線の観測という立場では背景光が減って都合がよい。しかし、地球大気がこの波長域で光っているため、地上からの観測では大気からの放射が邪魔になる。更に、地球の大気中にもメタン分子が含まれているため、彗星と地球の相対速度がゼロ付近では、彗星からのメタンの輝線が地球大気に吸収されてしまって検出できない（典型的には検出のために相対速度  $10\text{km/s}$  以上が望ましい）。10年ほど前から近赤外波長域においても波長分解能の高い分光観測が実現できるようになり、彗星においてもメタン分子が検出されるようになってきた。もちろん、地球大気圏外からは更に容易にメタンの輝線が検出されるが、現在、波長  $3\text{ミクロン}$  付近を分光できる観測衛星はなく（1997年ごろにはISOと呼ばれる赤外線観測衛星が運用されていたが）、主に地上観測によってメタン分子は観測されている（図3）。

メタンの重水素体の一つである  $\text{CH}_3\text{D}$  については、状況は更に深刻である。この分子は対称コマと呼ばれて永久電気双極子モーメントを持っている。つまり電波観測が可能はずであるが、その永久電気双極子モーメントの値は  $\text{HCN}$  などに比べて3桁も小さい。しかも重水素を含むのだから、存在量も極めて少ない（ $\text{CH}_4$  でさえ  $\text{H}_2\text{O}$  に対して1%弱程度しか彗星氷中には存在しない）。幸い、 $\text{CH}_3\text{D}$  は  $\text{CH}_4$  同様に赤外線領域に振動

遷移のバンドがいくつか持っている。筆者が彗星コマ中の発光効率を検討した結果、ちょうど  $\text{CH}_4$  の  $3.3\text{ミクロン}$ ・バンド ( $\nu_3$ ) のすぐ近くに、 $\nu_4$  という強い振動バンドが存在していることが分かった[25]。詳しいモデル計算の結果、仮に  $\text{CH}_3\text{D} / \text{CH}_4$  比が0.1であれば、すばる望遠鏡などの  $8\text{m}$  級望遠鏡を用いれば、十分に検出可能と考えられたのである。

こうした研究を背景に、初めての  $\text{CH}_3\text{D}$  探索は、2002年のIkeya-Zhang彗星において、すばる望遠鏡とIRCSを用いて行った[26]。観測した高分散スペクトル中には顕著な  $\text{CH}_4$  の輝線は確認されたものの、 $\text{CH}_3\text{D}$  の輝線は検出できず、上限値として  $\text{CH}_3\text{D} / \text{CH}_4 < 0.3$  という値が得られただけであった。これでは前述の二つのモデルは区別できない。次のチャンスは、2004年のC/2001 Q4 (NEAT)彗星であった。この彗星の観測は前節でも述べたように非常に良い条件に恵まれたが、それでも  $\text{CH}_3\text{D}$  の検出はかなわなかった。とはいうものの、観測データの  $\text{S} / \text{N}$  比は非常に高く、 $\text{CH}_3\text{D} / \text{CH}_4$  比に対して0.06という上限値 ( $3\sigma$ ) が得られたのである[12]。

この観測によって、ようやく前述の二つのモデルの区別が可能となった。温度  $10\text{K}$  の分子雲を初期状態として計算したモデルでは、 $\text{H}_2\text{O}$  や  $\text{HCN}$  に関しては原始太陽系円盤中の化学進化によって観測されている  $\text{D} / \text{H}$  比を説明できるが、 $\text{CH}_4$  については  $\text{D} / \text{H}$  比を説明できない。  $10\text{K}$  程度の低温度環境では、メタンの重水素体を作りすぎてしまうようである。一方、C/2001 Q4彗星において得られた  $\text{CH}_3\text{D} / \text{CH}_4$  比の上限値は、温度  $30\text{K}$  の分子雲における化学進化の結果と矛盾しない。ただし、参照したモデルは気相中の化学反応による重水素濃集によるものであって、塵表面での重水素濃集を考慮していない。一般的には、気相反応のみの場合に比べて、より高温で同程度の重水素濃集が可能なのである。したがって、  $30\text{K}$  程度あるいはそれ以上の温度、と考えるべきかもしれない。残念ながら塵表面反応については反応速度に関する実験室データが十分ではないので、今後、反応速度について

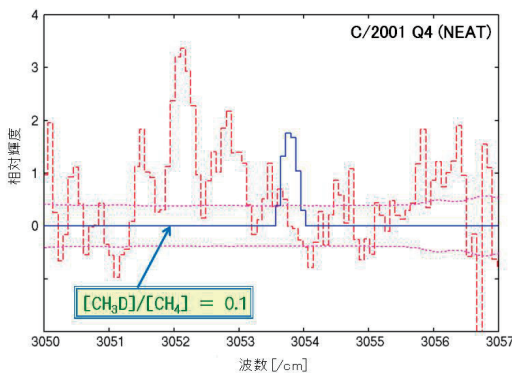


図4：C/2001 Q4 (NEAT) 彗星における  $\text{CH}_3\text{D}$  輝線の位置（図4下の一部を拡大）。  $\text{CH}_3\text{D} / \text{CH}_4$  比が0.1だった場合に予想される輝線を重ねてある。図中の点線が  $1\sigma$  エラーレベルであり、  $\text{CH}_3\text{D}$  輝線の上限値からメタンの  $\text{D} / \text{H}$  比上限値を得た [12]。

の実験が進むことが強く望まれる。

その後も、筆者らは $\text{CH}_3\text{D}$ の探索を継続している。2005年1月には、C/2004 Q2 (Machholz) 彗星をハワイ・マウナケア山頂のKeck2望遠鏡(口径10m)とNIRSPEC(近赤外線高分散分光器)を用いて観測することに成功した。気象条件は必ずしも良くなかったが、NIRSPECの波長分解能は、IRCSの倍である。彗星のガスは速度幅が小さいため、弱い輝線を探すにはNIRSPECの方が有利なのである。現在、暫定的な解析の結果、 $\text{CH}_3\text{D}$ らしき輝線を検出している。得られた $\text{CH}_3\text{D} / \text{CH}_4$ の暫定値は、およそ30K以上の分子雲中での気相化学反応による重水素濃集として説明されるものであった(今後、更に詳細な確認作業を行う予定である)。この結果は、 $\text{H}_2\text{O}$ と $\text{CH}_4$ という共に塵表面反応で生成されたとされる分子について、D/H比にして1桁以上異なる値が得られたことを意味している。最近、低温度基盤上の $\text{CH}_3\text{OH}$ 氷にD原子を照射する実験で、 $\text{CH}_3\text{OH}$ のH原子とD原子が交換されてD体が生成されるという報告がされている[27](同号掲載の記事参照)。一方で、 $\text{H}_2\text{O}$ や $\text{NH}_3$ にD原子を照射した実験では、H原子とD原子の交換反応が起こらないようである。塵表面における水素原子付加反応が $\text{H}_2\text{O}$ 、 $\text{NH}_3$ 、 $\text{CH}_4$ などの分子生成のメイン・パスであったとすると、生成される分子のD/H比は気相中のD原子とH原子の量比に依存し、 $\text{H}_2\text{O}$ と $\text{CH}_4$ で極端に大きな違いが生じるとは考えにくい。そのため、彗星氷において観測された結果は、これらの分子の生成において気相反応の寄与が大きかった可能性を示唆しているのかもしれない。また、分子種によって形成された時期に差があり、その時期ごとに気相中のD原子の存在量に変化していた可能性もある。いずれにせよ、塵表面反応を含めた化学ネットワークを解いて氷組成の時間発展を調べる必要があり、そのためにも塵表面反応の反応レートを実験から求めることが急務である。

最後に、極最近になって得られた彗星 $\text{H}_2\text{O}$ のD/H比上限値を紹介しておきたい。Ikeya-Zhang彗星で $\text{H}_2\text{O}$ のD/H $<2.8 \times 10^{-4}$ 、Machholz彗星でD/H $<$

$2.2 \times 10^{-4}$ という上限値(3 $\sigma$ )が、地上と衛星を使った電波観測から得られたらしい(過去に報告された水のD/H比 $\sim 3 \times 10^{-3}$ ) [28]。残念ながら、まだ査読付き論文誌には報告されていないが、D/H比は彗星ごとにバラツキがあるのかもしれない。もしもD/H比が彗星ごとに異なるならば、それは原始太陽系円盤内のD/H比進化(物質の輸送を含めて)を示唆している可能性がある。今後の彼らの詳細な解析結果を待ちたい。

#### 4. 太陽系初期環境の温度

本稿では、これまでに筆者らが行ってきた彗星に含まれる分子の原子核スピン異性体比、重水素/水素比に関する研究を紹介した。分子の原子核スピン異性体比から得られる核スピン温度(約30K)は、彗星のもとになった塵の表面に氷が形成された際の、塵の温度を反映していると考えられる。この温度は太陽系の母体となった分子雲における環境を反映している可能性が高い。重水素/水素比の観点から見ると、少なくとも10Kの分子雲(太陽のような低質量星の母体とされる暗黒分子雲の典型的温度)からスタートした化学進化モデルではD/H比についての観測結果が説明できていない。10Kという低温度では $\text{CH}_3\text{D} / \text{CH}_4 \sim 0.1$  (D/H $\sim 2.5 \times 10^{-3}$ )程度の大きな重水素濃集を生じてしまう。この大きなD/H比は原始太陽系円盤中の気相反応によって幾分変化するものの、ほぼそのままの大きなD/Hが彗星氷に反映されてしまう。気相中で重水素濃集が起こったとするモデルでは、ガスの温度が25~35K程度と考えられる。塵表面反応が重水素濃集に大きく寄与している場合には、塵の温度はそれよりも高い可能性がある。

彗星氷の化学組成から推定される温度環境との比較については、彗星核表層における熱的進化の影響(彗星核形成後の超揮発性物質の部分的損失)を考えると、彗星コマの観測から得られているガスの化学組成が彗星氷の形成環境を反映しているかどうか疑問が残



る。とは言うものの、これまでに観測から得られている彗星のCO / H<sub>2</sub>O比の範囲が、約30Kの固体表面におけるH<sub>2</sub>O氷形成+CO分子のH<sub>2</sub>O氷中への捕獲によって説明できるとする実験結果[22]は非常に興味深い。観測されている彗星コマの分子組成が彗星氷の始原的な組成であるとするれば、推定された温度が核スピン温度や重水素／水素比から得られる温度と同程度なのは当然かもしれない。

こうした一連の結果は「太陽系の母体となった分子雲の温度が約30Kであった」というシナリオに調和的であろう。この温度は太陽が巨大分子雲中で星団の一員として誕生した可能性を示唆しており、隕石中の消滅核種の存在やカイパーベルトの軌道分布などについての研究結果とも調和的である。しかし、原子核スピン異性体比と重水素／水素比が本当に何を反映しているのか、必ずしも自明ではない事を再度、注意しておきたい。彗星核の熱的進化の影響についても懸念は残っている。原子核スピン異性体比については観測的にその可能性は低いと考えられるが、重水素／水素比についてはその限りではない（観測サンプル数が非常に少ないため）。固体中でのオルソ・パラ変換やD / H比変換についての実験的・理論的研究が強く望まれる。以上、彗星氷に含まれる分子の原子核スピン異性体比、D / H比について簡単にまとめた。今後、H<sub>2</sub>COやCH<sub>3</sub>OHの高S / N比スペクトルに基づいた核スピン温度の決定や、メタンやその他の分子のD / H比のより精密な決定が、新しい知見をもたらす鍵となると考えている。来る大型干渉計ALMA時代には、より多くの彗星について様々な分子種のD / H比を得ることができ、こうした疑問に答えられるようになるのではないかと期待している。

最後に、本研究の共同研究者である渡部潤一助教授（国立天文台）、古荘玲子さん（早稲田大学）、布施哲治さん（国立天文台ハワイ観測所）に感謝いたします。また、本稿に対して有意義なコメントをいただいた山本哲生教授（北海道大学低温科学研究所）に感謝いた

します。

## 参考文献

- [1] Irvine, W., et al., 2000, in *Protostar and Planets IV*, 1159.
- [2] Goswami, J. N., & Vanhala, H. A. T. 2000, in *Protostars and Planets IV*, ed.V. Mannings, A. P. Boss, & S. S. Russell (Tucson: Univ. Arizona Press), 963.
- [3] Levison, H. F., & Morbidelli, A., 2003, *Nature*, 426, 419.
- [4] Mumma, M., et al., 2005, *Science* 310, 270.
- [5] Mumma, M., 1987, *Astron. Astrophys.* 187, 419.
- [6] Mumma, M., et al., 1993, in *Protostar and Planets III*, 1177.
- [7] Crovisier J., 1999, *Faraday Discuss.* 109, 437.
- [8] Dello Russo, N., et al., 2005, *ApJ* 621, 537.
- [9] Bonev, B., et al., 2005, in the 37th DPS meeting, 16.01, poster presentation.
- [10] Kawakita H., et al., 2001, *Science* 294, 1089.
- [11] Biener, J., Lang, E., Lutterloh, C., & Küppers, J. 2002, *J. Chem. Phys.* 116, 3063.
- [12] Kawakita, H., et al., 2005, *ApJ* 623, L49.
- [13] Kawakita, H., et al., 2005, submitted to *ApJ*.
- [14] Boudin, N., Schutte, W. A., & Greenberg, J. M. 1998, *Astron. Astrophys.* 331, 749.
- [15] Meyer R., et al., 1998, *Science* 279, 842.
- [16] Meyer R., et al., 1998, *Science* 279, 1707.
- [17] Blake, G. A., et al., 1999, *Nature* 398, 213.
- [18] Bergin E., et al., 1999, *ApJ* 510, L145.
- [19] Aikawa Y., & Herbst E., 1999, *ApJ* 526, 314.
- [20] Stern A., et al., 2000, *ApJ* 544, L169.
- [21] Krasnopolsky V. A., et al., 1997, *Science* 277, 1488.
- [22] Notesco G., & Bar-Nun A., 2005, *Icarus* 175, 546.

- [23] Herbert, J., et al., 2004, *Astron. Astrophys.* in press.
- [24] Bockélee-Morvan, D., et al., 2005, in *COMET II* (Arizona Univ. Press), 391.
- [25] Kawakita, H., & Watanabe, J., 2003, *ApJ* 582, 534.
- [26] Kawakita, H., et al., 2003, *ApJ* 590, 573.
- [27] Nagaoka, A., et al., 2005, *ApJ* 624, L29.
- [28] Biver, N., 2005, private comm..
- [29] Goldsmith, P. F., 1987, in *Interstellar Processes*, ed. D. J. Hollenbach & H. A. Thronson, Jr. (Dordrecht: Reidel), 51.