

彗星の起源を探る：分子のオルソ対パラ比が示すもの

河北 秀 世

〈県立ぐんま天文台 〒377-0702 群馬県吾妻郡高山村中山 6860-86〉

e-mail: kawakita@astron.pref.gunma.jp

渡 部 潤 一

〈国立天文台 〒181-8588 東京都三鷹市大沢 2-21-1〉

e-mail: jun.watanabe@nao.ac.jp

すばる望遠鏡と高分散分光器 HDS の運用開始に伴い、高い S/N 比の彗星スペクトルが得られるようになった。本稿では、彗星の可視スペクトル中に見られる NH_2 ラジカルの輝線から、 NH_2 の元になっているアンモニアのオルソ/パラ比を求める手法を紹介するとともに、これまでに得られた結果について紹介する。本手法は、すばる望遠鏡による高い S/N 比のスペクトルがあってはじめてなしえたものであり、太陽系の形成過程をさぐるための一手法としてきわめて重要であると考えられる。

1. はじめに

現在の太陽系形成論によれば、分子雲コアが収縮してできた原始惑星系円盤（特に原始太陽系星雲と言うこともある）の中で形成された km サイズの微惑星が、衝突合体することによって、惑星や小惑星そして彗星などが形成されたと考えられている。ことに木星以遠の比較的外縁部で形成された微惑星は、巨大惑星の重力散乱によって太陽系のはるか外縁部分（太陽から 1 万～10 万天文単位）でオールトの雲と呼ばれる「彗星の巣」を形成したり、また、海王星以遠にあった微惑星はエッジワース・カイパーベルトとして（木下他の記事を参照）、太陽系形成の時期よりおよそ 45 億年の間、太陽からの影響を比較的受けずにすごしてきたと考えられている。従って、これら始源的天体を観測することで太陽系の過去の情報を得ることができ、分子雲コアから惑星系へとつながる進化を理解する上で重要

な手がかりになると考えられる。とくに彗星は、オールトの雲やエッジワース・カイパーベルトにあった微惑星残存物が、軌道進化して太陽に近づくようになった天体であると考えられている。太陽に近づくとき彗星核に含まれる氷成分は昇華し、同時にダストが放出されるため、地上から彗星核（＝微惑星残存物）を構成する物質を詳細に分析することができるという点が、彗星を観測する利点であろう。

しかし、彗星の観測には様々な困難が伴うことが多い。彗星が明るくなって観測に都合の良い期間には夕方や明け方の低空での観測を強いられたり、そのために観測時間が十分にとれず、比較的明るい彗星でも十分な S/N 比をかせることができないこともある。また、非恒星時追尾が必要なため、一昔前の望遠鏡では十分に追尾ができない（つまり、分光観測の際にスリットに光を十分に落とせない）場合がある。そのような状況を打開したのが、すばる望遠鏡であった。口径 8.2 m の集光力

は、夕方や明け方の比較的短い積分時間でも十分なS/N比を達成し、またその優れた追尾性能は彗星の動きを確実に追うことができる。筆者らは、日本が誇るすばる望遠鏡と優れた観測装置の能力を最大限に駆使し、彗星の素顔に、そして太陽系の過去に迫りたいと考えている。

2. 過去からの便り

彗星が微惑星の名残であるとはいえ、現在では太陽の近くまでやってくるような軌道にあるため、太陽輻射による加熱の影響が皆無というわけではない。しかし、彗星核の化学組成など、いくつかの特徴については、彗星核が形成された45億年昔の情報を保持していると考えられている。

これまでに観測された彗星核の化学組成については、分子雲などにおいて観測される分子の化学組成とよく一致しており、彗星核は星間での化学組成をそのまま引き継いでいる可能性が高いと考える研究者も多い。これに対して、原始太陽系星雲中での化学進化が影響しているとする研究もある。このほかに、水素原子を含む分子において通常の水素(H)が重水素(D)で置換された同位体の割合から、分子が形成された環境の温度などについての知見を得ることができ、最近、活発な議論がなされている。残念ながら、D/H比が分かっている分子種は水(HDO/H₂O)とシアン化水素(DCN/HCN)のみで、しかも観測された彗星はそれぞれ3個と1個という具合である。ある程度、統計的な議論をするためには、まだまだ観測が必要だろう。

最後になったが、分子のオルソとパラの比率も、分子形成時の状況を反映していると考えられている。水素原子核(あるいは核スピンのゼロでない原子核)を複数、対称な位置に持つ分子においては、それら原子核のもつ核

スピンの相対的な方向によって、分子を分類することができる。このような分類ができる分子種としては、H₂OやNH₃、CH₄などが考えられる。特にここではH₂OとNH₃について紹介するが、これらは、通常二つの核スピン種に分けられ、それを「オルソ」、「パラ」と呼んでいる。H₂OやNH₃の場合には、水素原子核の核スピンの向きがすべて同じ方向にそろっているものをオルソ、それ以外のものをパラと称している。

3. オルソ/パラ比：関連研究

オルソ/パラ比については、分子雲や星周における水素分子に関する研究が非常に有名である。これらオルソとパラは、放射遷移や衝突遷移(ただし水素原子の置換がおきるような衝突は除く)において相互に遷移することがほとんどない。星間空間では分子間での水素原子置換反応が起きる機会も少ないので、オルソ/パラ比は過去の状況を反映していると考えられる。一方で、ダスト表面などにおいてオルソとパラが相互に変換される場合があり、特に水素分子においては様々な研究がある。彗星の場合には、分子雲中や原始惑星系円盤中で分子が氷としてダスト上に凝縮した後は、H₂OやNH₃のオルソ/パラ比はほとんどそのままに保たれていると考えられている。そこで、このオルソ/パラ比を測定して、彗星に含まれる分子の形成環境を探ろうという試みがこれまでに数例、行われてきた^{1), 2)}。原始太陽系星雲中で分子が生成、あるいはガスが凝縮したとすると、これは原始太陽系星雲中での彗星核形成に関する重要な情報を提供すると考えられる。

彗星に含まれる揮発性物質のうち、最も多いのはH₂Oである。しかし、H₂Oの観測は地球大気中の水蒸気に邪魔されるため赤外線衛星や飛行機などからの観測が必要となり、サ

ンプル数を増やすことが困難であった。H₂O のオルソ／パラ比については、これまでに3つの彗星について比較的信頼性の高い観測結果が得られている。この比率が、過去の（分子生成時、あるいは固層への凝縮時の）温度平衡によって決まったと考えられると、平衡温度（あるいはスピン温度ともいう）を求めることができる。H₂O の場合には、得られたオルソ／パラ比は、スピン温度にして約 30K に相当している^{1), 2)}。この30K という温度が、H₂O 分子の形成された或は凝縮したダスト表面の温度と一致するかどうかについては、今のところよくわかっていない。一般

に分子が生成される時には生成熱が発生するため、これを何らかの形で逃がす必要がある。ダスト表面での分子生成反応では、生成熱の一部をダスト（熱浴）に逃がすことができ、また、それ以外にも並進運動や、振動、回転などの運動に分散させることができる。これらの過程を通じて、オルソとパラの比率が決まると考えるのが自然であろう。この場合、分子とダスト表面（表面の氷マントル）との相互作用が十分に大きければ、分子のスピン温度がダスト温度の良い指標になる可能性がある。このあたりは、今後の理論的あるいは実験的な研究が切望される。

4. アンモニア分子のオルソ／パラ比決定と NH₂ ラジカル

さて、H₂O におけるスピン温度は前述したようにサンプルを増やすことが大変なのである

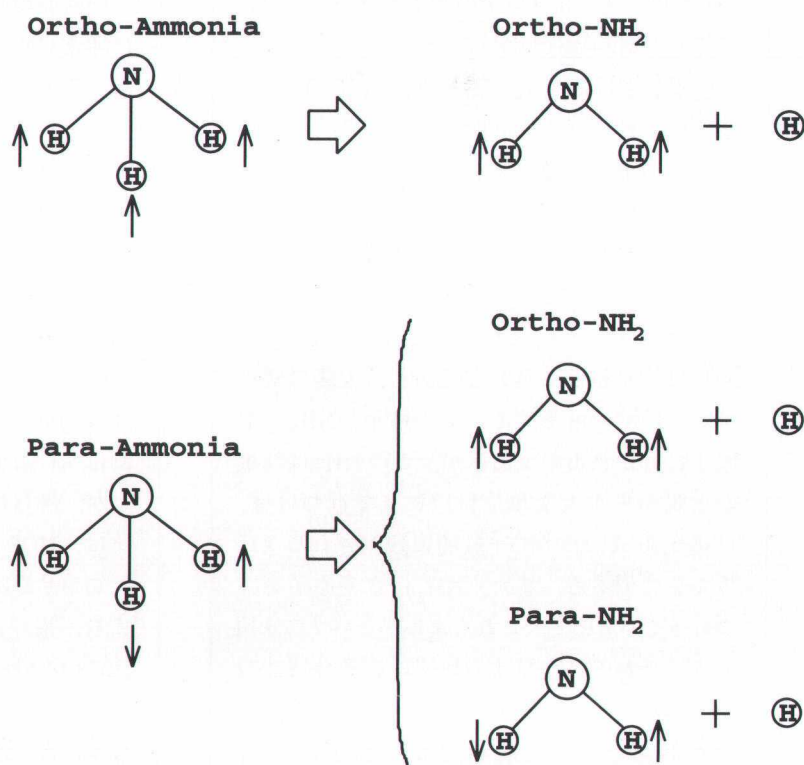


図1：光解離反応における核スピンとオルソ／パラ比

が、他の分子について簡単にオルソ／パラ比を測定できないだろうか。もしもそれができれば、H₂O のスピン温度との比較によって、その意味するところについて観測から何かいえるのではないだろうか。残念ながら、H₂O 以外の分子について、これまでに信頼できる観測結果は得られていない。

そこで私たちは、彗星アンモニア (NH₃) のオルソ／パラ比の決定に取り組むことにした。H₂O 以外の分子のスピン温度はどうなるのか、これは、大変興味深い問題である。分子の生成熱がどのように分配されるかは、その分子の構造や氷マントルとの相互作用の強さなどに依存すると考えられるので、スピン温度が分子種によって異っていても不思議ではない。異なる分子種で同じようなスピン温度が求め

られれば、それはダストの温度を反映している可能性があるというわけだ。

彗星における NH_3 の観測は、通常、電波領域で行われている。しかし、検出は非常に明るい（10年に一度ある程度の）彗星においてのみ成功しているだけで、これまでに確実に検出できたとされる彗星は2個しかない³⁾。では、あきらめて他の分子を……と考える前に、我々はちょっと発想を変えてみた。じつは、 NH_3 は彗星核から蒸発したあと、太陽の紫外線をうけて光解離する。その結果、 NH_2 と H 原子に分かれるのであるが、この NH_2 は彗星が太陽から1天文単位付近にまで近づけば、可視光領域において一般的に観測されるラジカルなのである。また、 NH_2 は水素原子を二つもっているので、これもオルソとパラに分類でき、それぞれの発する輝線は波長分解能数万で分離することができる。実は、置換群という群論をこの光解離反応に適用すると、 NH_3 から光解離反応によってできる NH_2 のオルソ/パラ比は、もともとの NH_3 のオルソ/パラ比と簡単な関係にあることが分かる。つまり、可視光で NH_2 分子の輝線スペクトルを観測し、そのオルソ/パラ比を決めてやると、その値からアンモニアのオルソ/パラ比が分かるというわけなのである（図1）。そして、可視光の高分散分光観測といえ、すばる望遠鏡と高分散分光器 HDS、ということになる。

実は、このアイデアは、3年ほど前から暖めていたものであった。しかし、 NH_2 のオルソ/パラ比の測定に耐えうるだけの十分な S/N比を持った高分散スペクトルを、我々は持っていなかったのである。2000年7月の始めには、岡山天体物理観測所の188cm望遠鏡と高分散分光器 HIDES を用いて LINEAR 彗星（C/1999 S4）の観測を行っているが⁴⁾、残念ながら、その S/N比は NH_2 のオルソ/パラ比決定には十分ではなかった。とはいえ、

その観測結果は NH_2 輝線のモデル計算の改良に非常に役立ち、その後の成果に繋がる重要な1ステップとなった。

こうして、我々が高 S/N比の NH_2 スペクトルを切望していたその時、ハワイ島マウナケアの山頂では、すばる望遠鏡のナスミス焦点に設置された高分散分光器 HDS が機能試験を行っている最中であった。幸い HDS の試験は順調に進み、山頂にいた HDS グループのメンバーによって、明け方に見えていた LINEAR 彗星（C/1999 S4）の観測が行われたのである。観測は明け方直前の20分間積分のデータであったが、得られたスペクトルの非常に高い S/N比は、HDS とすばる望遠鏡の威力を我々に思い知らせるに十分であった。モデル計算についても、福井大学（当時、分子研）の斎藤修二氏にいろいろとアドバイスをいただいて、HDS による高 S/N比のスペクトルを再現できるレベルにまで到達した。こうして NH_2 のオルソ/パラ比が求められ、最終的に、LINEAR 彗星（C/1999 S4）のアンモニア分子に対して約28Kというスピン温度が得られたのである⁵⁾。ちなみにこの LINEAR 彗星（C/1999 S4）は、我々の観測の約2週間ほど後、バラバラになって消滅するという数奇な運命をたどった、非常に珍しい彗星であった。

5. スピン温度の意味するものは何か？

我々が新しく用いた解析手法の特徴は、光解離反応の生成物から元の分子のオルソ/パラ比を探るという点にある。これは、これまではなかったものであり、世界的にも評価をうけている。この手法は、彗星の H_2O が光解離してできる H_2 を観測して H_2O のオルソ/パラ比を決めるような応用も可能であり、将来的には H_2O と NH_3 両方のオルソ/パラ比を地上観測から決められる可能性がある。

これまで、私たちは前述の手法を3つの彗星

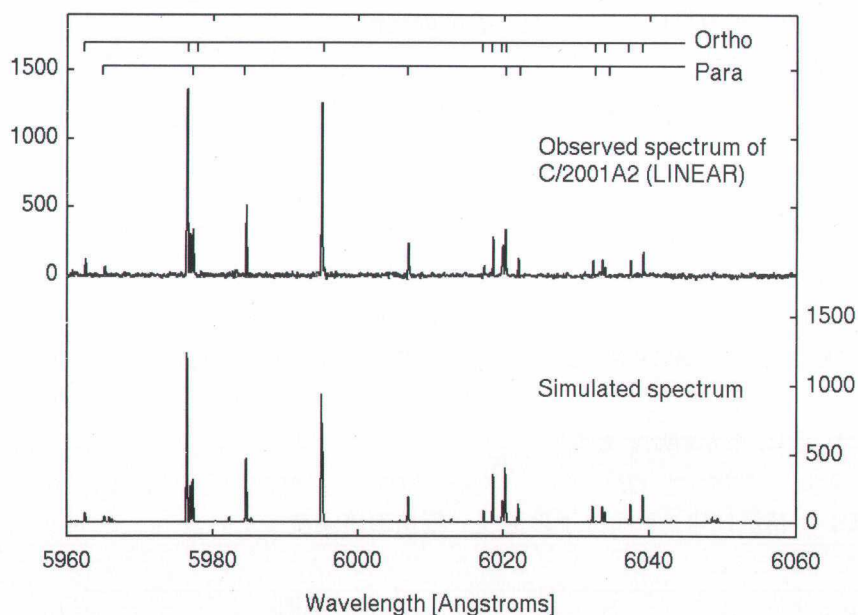


図2：LINEAR (C／2001 A2) 彗星におけるNH₂ スペクトル

に適用してきた。うち2つの彗星は、すばる望遠鏡とHDSによって観測したものである。3つ目は、過去に観測されていたHale-Bopp彗星の高分散スペクトルを、他の研究者から提供してもらったものである⁶⁾。

Hale-Bopp 彗星はH₂Oのオルソ／パラ比が測定されているので、異分子間のスピン温度比較のために重要なデータである。図2にLINEAR 彗星 (C／2001 A2) のNH₂ スペクトルの例と、そのモデル計算結果を示す。こうしてモデルと観測の比較からNH₂のオルソ／パラ比が、そして最終的にはアンモニアのオルソ／パラ比が求められた。その結果、3つの彗星すべてについて、スピン温度にして約30Kという結果が得られたのである。

表1に、今回求めたアンモニアのスピン温度と、過去に求められていたH₂Oのスピン温度をまとめた。特にHale-Bopp 彗星については、H₂OとNH₃の両方についてスピン温度が

求められており、両者は、よく一致していることに注目してほしい。これらの結果はまだまだサンプルとしては少ないものの、スピン温度がこれら分子に共通の何かを反映していることを示唆している。すでに述べたように、それは分子が形成された(或いは凝縮した)ダスト表面の温度を反映しているのではないだろうか。

この疑問を明らかにするために、我々はこれまでに彗星の化学組成やD／H比から推定されてきた温度環境との比較を行った。表2は、水やシアン化水素にけるD／H比、CO₂、アルゴン、ネオンなどの組成比などから推定された温度環境についてまとめたものである。これらの値はいずれも、分子が生成されたり或いは凝縮した環境での温度を示していると考えられている。アンモニアや水のスピン温度を含め、すべての結果が30K前後を示唆していることは、大変興味深い。こうした結果を総合すると、やはり、水やアンモニアのスピン温度は分子が形成された環境の温度を反映しているように思われる。では、この温度は一体いつの時点での温度なのだろうか。その答えは、まだ、はっきりしていない。D／H比などは原始惑星系円盤中での化学進化の結果決まるとする研究者もいるし、いや、そのような反応は原始惑星系円盤中では起こらない、として分子

表 1：彗星におけるスピン温度の比較

彗星	分子種	スピン温度	軌道から見た起源
C/1999 S4	NH ₃	28 $\pm$ ₂ ⁺³ K	オールト雲
C/2001 A2	NH ₃	26 $\pm$ 2 K	オールト雲
Hale-Bopp	NH ₃	28 $\pm$ ₅ ⁺¹⁷ K	オールト雲
Halley	H ₂ O	29 $\pm$ ₂ ⁺³ K	オールト雲
Hale-Bopp	H ₂ O	28 $\pm$ 2 K	オールト雲
Hartley 2	H ₂ O	35 $\pm$ 4 K	エッジワース・カイパーベルト (?)

H₂O のスピン温度については、参考文献 1), 2) より

表 2：彗星に含まれる分子の生成／凝結環境温度

	推定される温度範囲
スピン温度 (NH ₃)	26–28K
スピン温度 (H ₂ O)	28–35K
HCN と H ₂ O の D/H 比	(30 $\pm$ 10) K 以上 ⁷⁾
HCN と H ₂ O の D/H 比	20–30K ⁸⁾
H ₂ O の D/H 比と CO ₂ / H ₂ O 比	25–40K ⁹⁾
アルゴンの組成比	35–40K 以下 ¹⁰⁾
ネオンの組成比	20–25K 以上 ¹¹⁾

雲の環境を反映しているはずだとする研究者もいる。今後、様々な方面から、更なる研究が必要であろう。

6. まだまだこれから…

NH₃ や H₂O のスピン温度が何を反映しているかについては、観測的には以下のような観点からアプローチすることを考えている。表 1 にある彗星は、軌道の観点からは、ほぼすべてオールト雲起源の彗星である。唯一の例外は Hartley 2 彗星で、この彗星のみが木星族短周期彗星である。木星族短周期彗星とは、木星の重力に強い影響を受けている軌道傾斜角

の小さな彗星で、もともとはエッジワース・カイパーベルトにいた天体が軌道進化したものだと考えられている。しかし、化学組成の面からは、Hartley 2 彗星は、むしろオールト雲起源彗星と似ており、その形成場所についてははっきりしていない。オールト雲にいた彗星核は、もともと木星から海王星付近の領域でできた微惑星が巨大惑星の重力散乱で太陽系外縁部にとばされたものと考えられているので、もともと海王星以遠のより低温な領域で形成されたエッジワース・カイパーベルト天体のなれの果てである木星族短周期彗星とは、彗星核の形成環境温度が異なるはずで

ある。つまり、今後、アンモニアのスピンのサンプルを増やしていった木星族短周期彗星のサンプルが増えたときに、オールト雲起源と木星族短周期彗星とでスピン温度に差が見られれば、これは原始惑星系円盤中の温度の差を反映したものである可能性が高いということになる。一方、すべての彗星で同様のスピン温度が得られれば、これはもともとの分子雲における温度を反映している可能性が高いと考えるべきだろう。このように、観測的には木星族短周期彗星の観測を行うことが、非常に重要な意味を持っている。

また、もしも原始太陽系星雲中での化学進化がオルソ／パラ比や D／H 比などを決定しているのだとすると、それらの示す温度は、彗星核が集積した付近の環境を反映しているといえるだろう。そういった視点からは、彗星のスピン温度と化学組成とが関係している可能性がある。彗星の化学組成にはバリエーションがあることが知られており、これは彗星

の形成領域と関係があるとされている。スピン温度と化学組成との間に明確な相関が無ければ、やはりスピン温度は分子雲中の温度であるということになるのだろうか。いずれにせよ、スピン温度が求められている彗星の数は非常に少ないので、これに関して統計的な議論を行うためには更に観測を行う必要がある。

以上、駆け足でこれまでの研究の流れとこれからの展望について、思いつくままに書いてみた。文中にも述べたが、現時点では、彗星核の形成された領域の温度、彗星核中の化学組成といった観点から、木星族短周期彗星の観測が極めて重要である。将来、すばる望遠鏡と HDS によって、彗星の起源が明らかになることを願ってやまない。

最後になるが、本研究を遂行するにあたって多大なご助力をいただいた、齋藤修二氏、および青木和光氏をはじめとする HDS 開発グループのみなさん、ならびにハワイ観測所のスタッフのみなさんに、心より感謝する。

参考文献

- 1) Mumma M. J., Weissman P., Stern A., 1993, in *Protostars and planets III*, p. 1177.
- 2) Crovisier J., 2000, *Proceedings of IAU Symposium 197*, p. 461.
- 3) Bird M. K., Janardhan P., Wilson T. L., Huchmeier W. K., Gensheimer P., Lemme C., 1997, *Earth Moon, and Planets* 78, 21.
- 4) Kawakita H., et al., 2001a, *PASJ* 53, L5.
- 5) Kawakita H., et al., 2001b, *Science* 294, 1089.
- 6) Zhang H. W., Zhao G., Hu J. Y., 2001, *A&A* 367, 1049.
- 7) Meier R., et al., 1998, *Science* 279, 1707.
- 8) Blake G. A., Qi C., Hogerheijde M. R., Gurwell M. A., Muhleman D. O., 1999, *Nature* 398, 213.
- 9) Bergin E. A., Neufeld D. A., Melnick G. J., 1999, *ApJ* 510, L145.
- 10) Stern S. A., et al., 2000, *ApJ* 544, L169.
- 11) Krasnopolsky V. A., et al., 1997, *Science* 277, 1488.

Formation Condition of Cometary Ice based on Ortho-to-Para Ratio of Ammonia

Hideyo KAWAKITA

Gunma Astronomical Observatory 6860-86 Nakayama, Takayama, Agatsuma, Gunma 377-0702, Japan

Jun-ichi WATANABE

*National Astronomical Observatory of Japan
Osawa 2-21-1, Mitaka, Tokyo 181-8588, Japan*

Abstract: The high-S/N cometary spectra obtained by the Subaru telescope and the high-dispersion spectrograph (HDS) could lead us to the establishment of new technique to determine the ortho-to-para ratio of cometary ammonia. We introduce our recent results and future prospects for the investigation based on the ortho-to-para ratio of cometary molecules. This new technique and the Subaru telescope will reveal the conditions in the solar nebula or pre-solar molecular cloud.