

新星の窒素同位体比で探る 太陽系起源・銀河系化学進化

平成 27 年 4 月 23 日受付

河 北 秀 世 *1
新 井 彰 *2

要 旨

本稿では、遅い新星 V2676 Oph に見られた、極大可視光度付近における分子生成について、神山天文台および他の天文台で行われた観測結果をもとに考察し、新星エンベロープ中における分子生成の条件について考察を行った。C₂ や CN 分子を作るような新星では、その分子バンド吸収スペクトルから炭素および窒素の同位体比を決定できる。こうした観測条件を満たすような新星の同定に向けた基礎的研究を行った。

キーワード：古典新星，分子生成，V2676 Oph，太陽系起源，銀河系化学進化

1. はじめに

太陽系は約 46 億年前に分子雲と呼ばれる希薄なガス塊から誕生したと考えられる。通常、このガス雲は太陽質量の何十倍にも達する質量を持っており、単一の分子雲から多数の恒星が誕生する。こうした分子雲は、銀河系内の星間ガスが集まって形成されるが、そもそも銀河系内では多数の恒星によって常に星間ガスの汚染が進行している。例えば AGB 星や炭素星の内部において合成された元素が質量放出に伴って星間空間へと放出される。また、超新星、新星などの爆発時にも元素合成が進行し、爆発とともに星間空間へと放出される。これらの様々な天体における元素合成パターンには、それぞれの天体に特有のものがある（もちろん、同種の天体でも温度やガス密度などによって元素合成パターンには多様性がある）。こうした特徴を手掛かりにして、太陽系の起源となったガス雲に物質を供給した天体の種別を調べることができる。もちろん、太陽系誕生時にはガスは混合してしまっており、どのような天体からどれくらいの物質が供給されたかを判断することは難しい。手掛かりとなるのは、「プレソーラー粒子」と呼ばれる、隕石中に微量ではあるが見つかる極微の粒子である。これらの粒子は、太陽の（つまり太陽系全体を代表するガスの）示す元素同位体比とは異なる元素同位体比を示すことが特徴である。例えば、太陽系を代表するガスの炭素原子の同位体比は $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}=89$ であるが、これらのプレソーラー粒子は、こうした代表値とは異なる炭素同位体比を示すことが特徴

*1 京都産業大学理学部

*2 京都産業大学神山天文台

である（たとえば、10 程度の値を示す粒子が見つかることがある）。こうした粒子を、各種天体ごとの元素同位体比パターンで分類することで、太陽系の起源となった天体の寄与を評価できる。

従来、プレソーラー粒子の起源として、前述の AGB 星・炭素星・超新星が大部分を占めることが分かっていた (Nittler 2008)。これらに対して、新星は星間空間に放出する物質の総量では少ないが、その元素合成過程の特殊さから、 ^{15}N などの特定の同位体については新星でなければほとんど合成されないなど、新星爆発の寄与が銀河系化学進化などの観点からも重要である。こうした意味で、新星爆発によって合成される元素の同位体比を観測的に決定することがきわめて重要である。しかし、近年まで、Denissenkov et al. (2014) や José et al. (2007) によるモデル計算で窒素の同位体比 ($^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$) が他の天体に比べて非常に高いことが示される一方、観測的には何も結果が得られていなかった。唯一の例外が、1934 年に出現した新星 DQ Her における CN 分子バンドを手掛かりとした Sneden & Lambert (1975) による結果で、 $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \geq \sim 2$ というものであった。このような状況において、Nagashima et al. (2014) は、神山天文台における観測から、遅い新星 V2676 Oph の可視光極大期において C_2 および CN 分子の吸収バンドを検出することに成功した。 C_2 分子の新星における検出は世界初であり、CN 分子についても DQ Her に次いで二例目となった。これらの二原子分子を同時に観測できたことから、Kawakita et al. (2015) では、世界で初めて観測的に窒素原子の同位体比を決定することに成功している ($^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \sim 2$)。本研究では、こうした同位体比決定に重要な役割を果たす、新星放出物中での分子生成について考察する。

2. 分子生成のメカニズムと条件

新星において初めて分子が検出されたのは、DQ Her における CN 分子の発見であった (Wilson & Merrill 1935, Sanford 1935, Stoy & Wyse 1935)。その後、CN 分子の検出は 2012 年の V2676 Oph における CN 分子の発見まで報告がなかったが、CO 分子については、NQ Vul における発見以降、10 個程度の新星において検出報告がある (Raj et al. 2014 など)。一方、先に述べたように C_2 分子の検出は、Nagashima et al. (2014) および Kawakita et al. (2015) による V2676 Oph が唯一の例となっている。そもそも、こうした単純な二原子分子が存在できる条件とはどのようなものであろうか。また、それらの存在領域は、どこであろうか？ なお、最も豊富と考えられる H_2 については、新星の星雲期において検出報告があるのみであり、極大期付近での報告は無い。

さて、上記の二原子分子は、もっとも最初に原子状ガスから形成されると考えられる (Pontefract & Rawling 2004)。上記のうち CO, CN, C_2 の順に検出の頻度が低いが、これは、何を意味するだろうか。そこで、まず、これらの二原子分子の解離エネルギーについて検討してみる。全ての分子の解離エネルギーは 2000 \AA 以下であり、それゆえに新星爆発における疑似光球面からの放射スペクトルが UV 領域でどれくらいのエネルギーを放射しているかによって、これらの分子の存在寿命が決定される（つまり、これらの分子は、新星の疑似光球面からの UV 放射によって、光解離反応や光電離反応によって失われる）。最も光解離反応のためのエネルギーが大きい（最も短い波長の UV 放射が必

要な) 分子はCOである。このことから、COがもっとも新星の疑似光球面からのハードな放射に対してロバストであり、最も多くの新星で観測されていることも整合的であろう。一方、CN、C₂分子は光解離に必要な最低エネルギーがCOに比べて低く、比較的に用意にUV放射によって破壊されてしまう。この考えに基づけば、CN分子よりもC₂分子の方が、よりUV放射に強く、新星放出ガス中に存在しやすいことになるが、実際にはC₂分子の形成過程の困難さから、通常はCN分子のほうが多く存在することが化学反応ネットワークを用いた理論的な見積りからも示されている(Pontefract & Rawlings 2004)。

表1：新星で検出されている二原子分子の解離エネルギー

分子	光解離エネルギー (相当波長)
CO	1118 Å
C ₂	1436 Å
CN	1600 Å

ここで注意すべきは、CO分子の解離エネルギーが、ちょうど中性炭素原子による連続吸収端の波長(1101 Å)に極めて近いという事実である。すなわち、新星放出ガス中に中性炭素原子(C I)が存在すれば、その連続吸収によってCO分子を解離させるような放射が極端に吸収され、CO分子の崩壊速度が低くなる。すなわち、CO分子生成の必要条件のひとつが整うと言える。もっと一般的に言えば、新星エンベロープ中でのUV放射強度が十分に弱くなる必要がある、ということである。

「分子生成には、新星エンベロープ中のUV放射が弱くなる必要がある」

また、エンベロープ中の元素組成比から言えば、中性水素原子(H I)や中性ヘリウム原子(He I)では連続吸収端の波長が中性炭素原子ほど長くない。表2に新星エンベロープ中の中性原子ガスの主要なものについて、その連続吸収端の波長を示した。表2から、中性炭素原子の存在が、輻射場のUV成分を減少させる上で重要であることが分かる。中性炭素原子が存在するような温度条件、そして炭素原子そのものの存在量が重要であろう。となれば、

「より温度が低い、また、より炭素元素組成比が多いガスのほうが、新星エンベロープ中でのUV放射の減衰が大きい」

と言える。温度が低くなるには、ガスに体する加熱と冷却のバランスがポイントである。新星エンベロープ中のガスの、主な加熱源は、より内側に存在する疑似光球面からの輻射であり、その光球面温度は(極大からの減光等級 Δm_V として)、

$$T_{ph} = 8000 \times 10^{\Delta m_V / 7.5} \text{ [K]}$$

と考えられている (Evans et al. 2005)。すなわち、極大期では 8000K 程度の放射スペクトルを示す(通常、極大期では F 型超巨星相当のスペクトルが観測される)。爆発の初期では、超音速で膨張するエンベロープのガスは、ほぼ断熱的な変化を示すと考えられる (Shore 2012)。その後も基本的には輻射によってエネルギーを失うが、新星エンベロープのエネルギー損失は、黒体輻射や連続-連続放射などによる連続的な輻射 (Hachisu & Kato 2015)、またより後期には水素原子などの再結合線 ($H\alpha$ などのバルマー系列輝線など) による緯線が寄与すると考えられる。

更に、CO などの分子が形成され始めると、CO 分子による振動バンドからの放射が冷却に効くようになる。実際、新星における CO 分子は輝線バンドで検出されており、このことから CO 分子が赤外線を放射することで新星エンベロープ・ガスが冷却している可能性を示唆している (CO 分子と他の原子状ガスとの衝突が十分であれば、ガス全体の冷却に寄与しているかもしれない)。また、こうしたガスの冷却が、さらなる分子生成、また更にガスの凝集に結びつき、新星におけるダスト生成へと繋がると考えられている (Evans et al. 2005)。

表 2：代表的な中性原子の連続吸収端波長

分子	連続吸収端波長
H I	912 Å
He I	504 Å
C I	1101 Å
N I	853 Å
O I	910 Å

一方で、 C_2 や CN 分子は可視光で吸収バンドとして観測されている。CO が輝線バンドであることとの違いは何であろうか？ここで基本的な事項に立ち返ると、輝線が検出されるには「背景光源が存在しない場合に、光学的に薄い領域が存在すること」あるいは「連続的な背景光源 (疑似光球面) が存在する場合に、背景光源よりも温度の高いガスが手前に存在すること」が必要となる。新星では、内側の疑似光球面が最も高温であり、その外側のエンベロープはより低温度になると予想される (周囲のエンベロープ・ガスは、ガス密度が下がるのでガスの衝突頻度が下がっていることに加え、輻射場が希釈するため熱力学的平衡状態にならないと考えられる)。となれば、観測スペクトルにおいて CO 分子輝線を生じている領域は「背景光が存在しない & 光学的に薄い領域」である。つまり、観測者から見て、疑似光球面より外側に大きく広がったエンベロープから放射されていると考えてよい。逆に、 C_2 や CN 分子が吸収で観測されていることは、疑似光球面近く (つまり観測者から見て疑似光球面を背景光として観測されるような領域で)、かつ、疑似光球面よりも温度が低い領域が分子バンド吸収を形成していると考えられる。もちろん、背景光のない (つまり、より外側に広がった) エンベロープ・ガス領域からの輝線が同時に、空間的に分離されずに観測されている可能性にも注意が必要である。

最後に、新星爆発におけるエンベロープ中の UV 環境の変化と分子生成との関わりをまとめておこう。新星爆発の初期、可視極大にむけて疑似光球面温度が次第に低下する（可視極大では～8000Kになる）。このとき、様々な元素の電離状態が変化することで、疑似光球面からの輻射スペクトルが複雑な変化をする（Beck et al. 1995, Hauschildt et al. 1994, 1997）。その結果、分子生成を促す中性炭素原子が豊富に見られるようになるには、 $T_{\text{ph}} < 15000\text{K}$ 程度になることが必要である。

(1) $T_{\text{ph}} \sim 35000\text{K}$:

UV は $\lambda < 500 \text{ \AA}$ (He I の連続吸収端) が強く吸収されている

(2) $T_{\text{ph}} \sim 30000\text{K}$:

UV は $\lambda < 910 \text{ \AA}$ (H I の連続吸収端) が強く吸収されている

(3) $T_{\text{ph}} \sim 25000\text{K}$:

UV は $\lambda < 910 \text{ \AA}$ (H I の連続吸収端) が強く吸収されている

(4) $T_{\text{ph}} \sim 20000\text{K}$:

“Iron curtain” が見え始める (1000~3000 \AA 付近, Fe II or Fe III による吸収線集合)。UV は $\lambda < 910 \text{ \AA}$ (H I の連続吸収端) が強く吸収されているが、 $\lambda < 3000 \text{ \AA}$ も少しずつ吸収され始める。*炭素はまだ C I になっていない。

(5) $T_{\text{ph}} \sim 15000\text{K}$:

“Iron curtain” によって $\lambda < \sim 3000 \text{ \AA}$ が吸収されている。UV は $\lambda < 1100 \text{ \AA}$ (C I の連続吸収端) が強く吸収されている。*中性炭素原子の存在

(6) $T_{\text{ph}} \sim 10000\text{K}$:

上記の “Iron curtain” の影響が更に顕著になる。

波長 $\lambda < 1100 \text{ \AA}$ の UV 放射が減衰するには中性炭素原子の存在が重要であるが、波長 $\lambda < \sim 3000 \text{ \AA}$ の UV 放射を減衰させるのは “Iron curtain” (主に Fe II の吸収線など当該波長域に存在する金属吸収線) である。同じ鉄であっても Fe II や Fe III は “Iron curtain” の形成に寄与しているが、Fe IV 以上の電離度までなってしまうとあまり寄与しない。もっとも、Fe そのものは新星爆発では合成されないため、伴星から流れ込んでくるガスにおける金属組成比が重要となる。それよりも重要なのは、炭素の元素組成比だと考えられる。例えば新星爆発を起こした連星系において伴星が炭素星であった場合、白色矮星に降り積もるガスは炭素に富んでいる。この場合、放出されたガスが炭素に富んでおり (また、新星爆発時の TNR によって更に炭素組成比は高くなると考えられる)、波長 $\lambda < 1100 \text{ \AA}$ の紫外線を遮蔽する効果が高くなる。このことはエンベロープ・ガスに体するエネルギー・インプットの減少にもなり、エンベロープ・ガスの温度が低下、ガス中で更に再結合が促進され、ガスの電離度が下がることを意味している。つまり、初期には極めて高温であったために高い電離度であった Fe は、中性炭素の存在度が高まると同時に、より低い電離度となり、Fe II の存在度を高めると考えられる。これを先の条件として言い換えると、次のようになる。

「少なくとも CO 分子が形成されるには、疑似光球面温度が $\sim 15000\text{K}$ よりも温度が低いことが望ましく、より炭素元素組成比が多いエンベロープ・ガスの方が、分子生成が顕著になる」

この傾向を、実際に C_2 および CN 分子が観測された V2676 Oph において確認してみた。図 1 は Kawakita et al. (2015) に掲載された図を改訂したものである。特に注目すべきは、分子が生成される 4 月 7.8 日 (UT) の直前、吸収線が卓越したスペクトルが得られており、そのタイミングでは多くの中性原子が検出されている。今回の考察において重要となった中性炭素原子 (C I) は $4762+4772\text{\AA}$, 7115\AA に強い吸収が生じており、また同時に多くの 1 階電離鉄 (Fe II) による吸収線が得られていることから、新星のエンベロープにおける輻射場は UV 領域が強く吸収されている可能性を示唆している (Kawakita et al. 2015 でも指摘したとおり、この時期には測光観測から得られた色温度が低下している傾向にあり、そのこととも矛盾しない)。この傾向は、前述のように分子生成へと至る重要なステップになっていると考えられる。

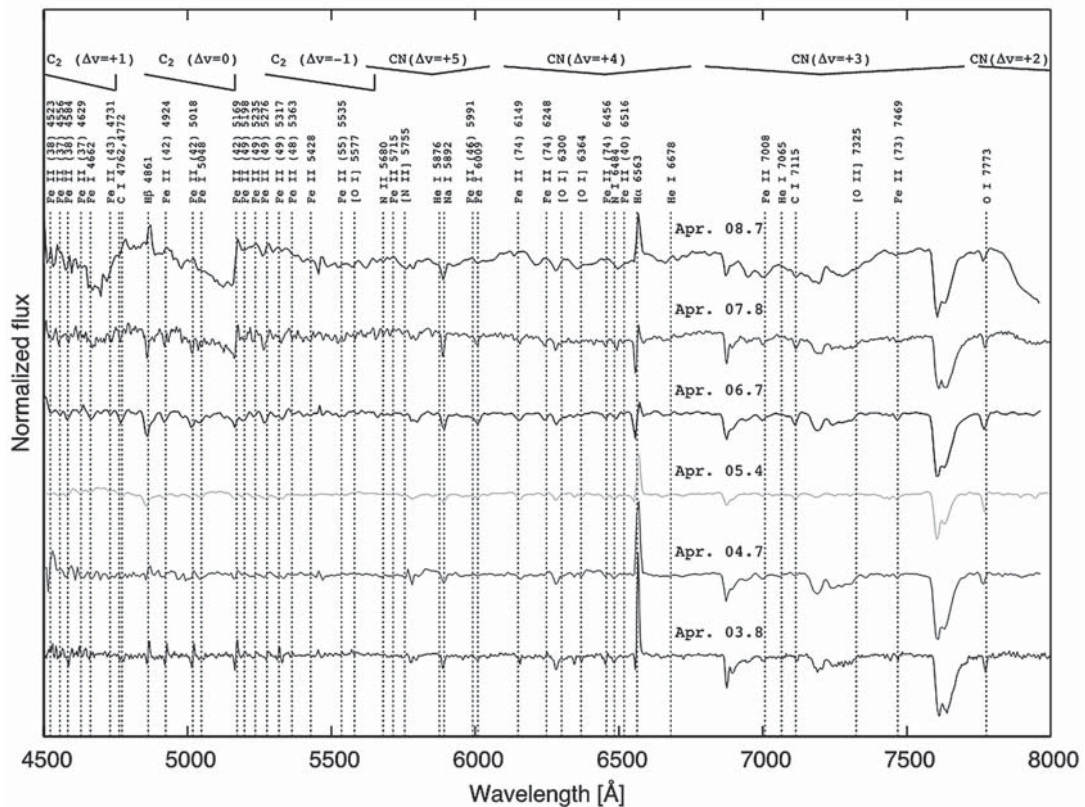


図 1 : V2676 Oph における分子生成直前の可視光スペクトル (規格化済) の時間変化 (Kawakita et al. 2015 の図を改訂)。

3. さいごに

今回、新星爆発において分子生成が起きる条件について考察を行った。新星における UV 放射の強度低下 (中性炭素原子の連続吸収および Fe II による "iron curtain" による) がトリガーとなっている。特に、炭素元素の過剰は UV 放射の吸収を早い段階から生じさせるため、可視光極大期における分子生成 (特に C_2 のように炭素を多く含む分子の形成) が進むと考えられる。V2676 Oph において実際にその傾向を確認するとともに、今後、分子生成が生じる新星の候補を特定するうえでヒントを得た。

参考文献

- (1) Nittler, L. R. 2008, in Proc. 10th Symposium on Nuclei in the Cosmos, PoS (NIC X) (Trieste: SISSA), 013
- (2) Denissenkov et al. (2014), MNRAS, 442, 2058.
- (3) José et al. (2007), ApJ Lett., 662, 103.
- (4) Sneden & Lambert (1975), MNRAS, 170, 533.
- (5) Nagashima et al. (2014), ApJ Lett., 780, 26.
- (6) Kawakita et al. (2015), Pub. of Astron. Soc. Japan, 67, 178.
- (7) Wilson & Merrill (1935), PASJ, 47, 53.
- (8) Sanford (1935), PASJ, 47, 209.
- (9) Stoy & Wyse (1935), PASJ, 47, 50.
- (10) Pontefract & Rawlings (2004), MNRAS, 347, 1294.
- (11) Raj et al. (2014), arXiv:1412.7600
- (12) Shore (2012), Bulletin of the Astronomical Society of India, 40, 185.
- (13) Hachisu & Kato (2015), ApJ, 798, 76.
- (14) Evans et al. (2005), MNRAS, 360, 1483.
- (15) Beck et al. (1995), A&A, 294, 195.
- (16) Hauschildt et al. (1994), AJ, 108, 1008.
- (17) Hauschildt et al. (1997), ApJ, 490, 803.

Isotopic Ratios of Carbon and Nitrogen in Novae: Clues to Origin of Solar System and Galactic Chemical Evolution

Hideyo KAWAKITA

Akira ARAI

Abstract

In this study the molecular formation in classical novae is investigated, especially for the formation conditions of simple diatomic molecules like CO, CN, and C₂ in novae. From the absorption spectra of CN and C₂, it is known that the isotopic ratios of carbon and nitrogen can be obtained. Therefore, future observations of molecules in novae are important from the viewpoints of the origin of the solar system and also of the Galactic chemical evolution.

Keywords : Classical Novae, Molecular formation, V2676 Oph, Origin of solar system, Galactic chemical evolution