

特集「物質科学的研究・観測的研究で探る惑星系の誕生と進化」 短寿命放射性核種存在度と超新星元素合成 モデルから推定する太陽系形成環境

三木 順哉¹，瀧川 晶¹，橘 省吾¹，Gary R. Huss²

(要旨) 隕石の同位体分析から、初期太陽系には複数の短寿命放射性核種が存在したことが確認されている。半減期が数10万年から数100万年程度の短寿命放射性核種の存在の証拠は、これらの核種が太陽系形成の直前または直後に合成され、太陽系内固体物質に取り込まれたことを示唆している。

本稿では、初期太陽系短寿命放射性核種の存在度を説明するための超新星元素合成モデル (Mixing-Fallback モデル) を紹介し、20太陽質量以上の巨星の「暗い超新星爆発」で、⁴¹Ca, ²⁶Al, ⁵³Mn, ⁶⁰Feの存在度を整合的に説明できることを示す。また、その巨星は太陽系のもととなった分子雲コア(もしくは誕生直後の原始太陽系円盤)の近傍にあり、太陽系が誘発的星形成領域で生まれた可能性が高いことを提案する。

1. 短寿命放射性核種とその起源

1960年、リチャードソン隕石中に¹²⁹Xeの過剰が見られて以来、現在までに、初期太陽系には複数の短寿命放射性核種が存在したことが、隕石の同位体分析によって確認されている[1] (表1)。半減期が数10万年から数100万年程度と短いこれらの核種は、太陽系初期進化のイベントの時間間隔を精度良く測定する時計として太陽系年代学に利用され、また、小惑星内部分化の熱源として注目されてきた。そして何より、短時間で崩壊し消滅してしまう放射性核種が初期太陽系に存在していたことは、これらの核種が太陽系形成時、あるいはその直前に合成され、太陽系にもたらされたことを示唆しており、初期太陽系の環境推定の大きな手がかりとなるはずである。

2000年、太陽系でつくられた最古の固体物質であるCAI (Ca-Al-rich Inclusion) 内部に¹⁰Be (平均寿命(τ) ~ 2.20 Myr) が存在した証拠が確認された[2]。¹⁰Beは宇宙空間で高エネルギー粒子が相互作用を起こすこ

とによって合成される核種と考えられており、¹⁰Beの発見は、初期太陽系内部における高エネルギー粒子相互作用によって初期太陽系の短寿命核種がつくられたことの“動かぬ証拠”であると考えられた。この発見以降、他の短寿命核種についても、粒子相互作用による元素合成でその存在度を説明しようと、多くの試みがなされた (例えば[3])。

しかし、2003年、Tachibana and Huss (2003) [4]によって普通コンドライト中に初期太陽系における⁶⁰Fe (平均寿命: $\tau=2.20$ Myr) の存在が確認された。

⁶⁰Feの存在は分化隕石中に確認されていたが[5]、推定される太陽系初期の存在度 (⁶⁰Fe/⁵⁶Fe $\sim 2\times 10^{-8}$) は太陽系形成直前の元素合成を必ずしも必要とせず、星間空間に定常的に存在する⁶⁰Feを太陽系材料物質が取り込んだとして説明可能なものであった。これに対し、新たに見積もられた⁶⁰Feの存在度 (⁶⁰Fe/⁵⁶Fe $\sim (5-10)\times 10^{-7}$) [4, 6]は太陽系形成直前の元素合成を必要とするもので、⁶⁰Feは恒星内部でのみ合成される核種と考えられることから、今度は⁶⁰Feが初期太陽系の短寿命放射性核種が恒星からもたらされたものであることの“動かぬ証拠”と考えられるようになって

1. 東京大学 大学院理学系研究科 地球惑星科学専攻

2. ハワイ大学マノア校 地球物理学・惑星学研究所

表1 初期太陽系に存在した短寿命放射性核種とその存在度 [1,7,8]

親核種	娘核種	平均寿命(My _r)*	初期存在度
¹⁰ Be	¹⁰ B	2.20	¹⁰ Be/ ⁹ Be ~ 10 ⁻³
²⁶ Al	²⁶ Mg	1.03	²⁶ Al/ ²⁷ Al ~ 5 x 10 ⁻⁵
³⁶ Cl	³⁶ Ar, ³⁶ S	0.43	³⁶ Cl/ ³⁵ Cl > 5 x 10 ⁻⁶
⁴¹ Ca	⁴¹ K	0.15	⁴¹ Ca/ ⁴⁰ Ca ~ 1.4 x 10 ⁻⁸
⁵³ Mn	⁵³ Cr	5.30	⁵³ Mn/ ⁵⁵ Mn ~ (9-14) x 10 ⁻⁶
⁶⁰ Fe	⁶⁰ Ni	2.20	⁶⁰ Fe/ ⁵⁶ Fe ~ (5-10) x 10 ⁻⁷
¹⁰⁷ Pd	¹⁰⁷ Ag	9.4	¹⁰⁷ Pd/ ¹⁰⁸ Pd ~ 4.5 x 10 ⁻⁵
¹²⁹ I	¹²⁹ Xe	23	¹²⁹ I/ ¹²⁷ I ~ 10 ⁻⁴
¹⁸² Hf	¹⁸² W	13	¹⁸² Hf/ ¹⁸⁰ Hf ~ 10 ⁻⁴

* 平均寿命 × ln(2) = 半減期, Myr = 10⁶ 年.

た。短寿命放射性核種の供給源の候補として、恒星質量が1~8太陽質量 (M_{Sun}) 程度の星がその進化の最終段階で経験すると考えられている漸近巨星分枝 (Asymptotic Giant Branch) にあるAGB星や、質量が8 M_{Sun} 以上の星が起こす超新星爆発、非常に質量が大きく、激しい質量放出を起こしているWolf-Rayet星などが考えられているが、そのいずれも多く短寿命放射性核種の存在度を矛盾無く説明できる解を見つけられていない[7]。例えば、超新星からの供給を考えた場合、⁵³Mnの存在度が初期太陽系の推定存在度 (⁵³Mn/⁵⁵Mn ~ (6-14)x10⁻⁶) よりも大きくなり過ぎることが知られている。⁵³Mnは星の中心付近で合成されるため、中心核の強い重力で⁵³Mnを引き戻し、⁵³Mnのほとんどは外に飛び出さないとするFallbackモデルも考えられているが[8]、この場合、⁵³Mnの供給源を他に求める必要がある。3-5 M_{Sun} のAGB星は²⁶Al, ⁴¹Ca, ⁶⁰Feの存在度を説明できる可能性があるが[9]、比較的質量が小さく寿命の長い星の進化の最終段階であるAGB星が、星が生まれるという10万年スケールのイベントに遭遇する確率は低い[10]。また、Wolf-Rayet星は⁶⁰Feの存在度を説明するに十分な量の⁶⁰Feを供給することが出来ない。

このように、短寿命放射性核種の存在度を矛盾無く説明できるような供給源は、現在までに見つけれられていない。今回、我々は、近年、超金属欠乏星の元素組成を説明するために提唱されているMixing-Fallbackモデル[11]を用いて、比較的寿命が短く、

太陽系形成直前または直後に合成される必要のある短寿命放射性核種²⁶Al ($\tau=1.03\text{Myr}$), ³⁶Cl ($\tau=0.43\text{Myr}$), ⁴¹Ca ($\tau=0.15\text{Myr}$), ⁵³Mn ($\tau=5.30\text{Myr}$), ⁶⁰Fe ($\tau=2.20\text{Myr}$) の存在度を、超新星からの供給で説明できないかを検討した。さらに観測から明らかになってきた星形成領域の姿[12]を踏まえ、これらの計算結果から導かれる太陽系形成環境について考察を行った。

2. 超新星元素合成・爆発モデル

ここでは、超新星における元素合成モデルおよび超新星爆発の際の爆発モデルについて説明する。

恒星における元素合成(つまり核融合反応)は、基本的に最も圧力が大きく、温度の高い星の中心部分で起こる。元素合成の詳細はここでは述べないが、中心部で徐々に重い元素が作られていく結果、爆発前の超新星は中心部から外層部にかけて、重い元素から軽い元素が層構造、いわゆるタマネギ構造を形成する。中心には、⁵⁶Niの核(コア)が形成され、その外側にケイ素が燃焼している層、さらにその外側に炭素/酸素が燃焼している層、ヘリウムが燃焼している層、そして一番外側に水素が層を形成している。⁵⁶Niの中心核まで形成した重い恒星は、その高密度な核を力学的に支えきれなくなり、中心核が重力的な崩壊を起こし、その生涯を超新星爆発によって終える。超新星爆発後には中心核が残骸として残る。この超新星爆発の際に、

中心部から衝撃波が通り過ぎていき、この衝撃波によって各層では“爆発的元素合成”が起こる。このような過程で合成される元素の種類や量を計算したのが元素合成モデルである[11,13-15]。本稿では、重力崩壊した核以外がすべて放出される場合を単純爆発モデルと呼ぶことにする。

爆発エネルギーが単純爆発モデルより小さい場合 ($<10^{51}$ erg) には、核付近にある物質が中心核の重力に引き戻されて落下し、外部に放出されないことが起こりうる。この場合をFallbackモデルと呼ぶ[8]。超新星は放出された ^{56}Ni が ^{56}Fe に壊変する過程で発生する γ 線によって放出物質が加熱されることによって輝くが、小さな爆発エネルギーの超新星は ^{56}Ni の放出量が少ないため、「暗い超新星 (Faint Supernova)」として観測される。

Fallbackモデルは中心付近で合成される ^{53}Mn の放出量だけを調整するのに有効であると考えられているが、 ^{53}Mn はSiの不完全燃焼領域という限られた場所で効率的に合成されているため、タマネギ構造のどの辺りの物質までが中心核に引き戻されるかによ

て、 ^{53}Mn がすべて放出される (単純爆発モデルに対応)、もしくは ^{53}Mn がほとんど放出されないという両極端なケースとなる。このため、太陽系の ^{53}Mn 量を説明するためには、Si不完全燃焼領域の一部だけが放出されるという特殊な場合を考える必要がある[8]。

近年、Fallbackモデルを改良したMixing-Fallbackモデルが、宇宙初期につくられた非常に金属量が少ない星 (超金属欠乏星) の元素組成を説明するモデルとして提案されている[11]。Mixing-Fallbackモデルは、中心付近の重い元素がより軽い元素が存在する外側の層に飛び出していく際に、星の内部でRayleigh-Taylor不安定が生じて、ある半径内で物質の混合 (mixing) が起こり、混合された物質のうちの大部分は中心核に引き戻されるが (fallback)、一部は放出される、というモデルである (図1)。Mixing-Fallbackは大質量星 ($>20M_{\text{sun}}$) が、小さな爆発エネルギーで超新星爆発を起こす際に実現すると考えられている (爆発エネルギーの大きな超新星爆発でもMixing-Fallbackは起こるが、今回の計算では取り上げない)。超新星の観測から、大質量星は単純爆発せず

に、暗い超新星もしくは極超新星 (爆発エネルギーが単純爆発より大きい) として最後を迎えることが示唆されている[11]。極超新星は γ 線バーストとの関連も指摘されているが、 γ 線バーストの発生頻度と大質量星の存在度を考慮すると、極超新星となる大質量星は少なく、暗い超新星となる確率の方が高いのではないかと考えられる[野本 私信]。暗い超新星の観測例は多くないが、これは「暗い」ためであろう。

本研究では、中心核のみを残して外層を全て放出する単純爆発モデルについて[11,13-15]の元素合成モデルを、Fallbackモデルについて[13]の元素合成モデルを、Mixing-Fallbackモデルについて[11]の元素合成モデルをそれぞれ用いる。

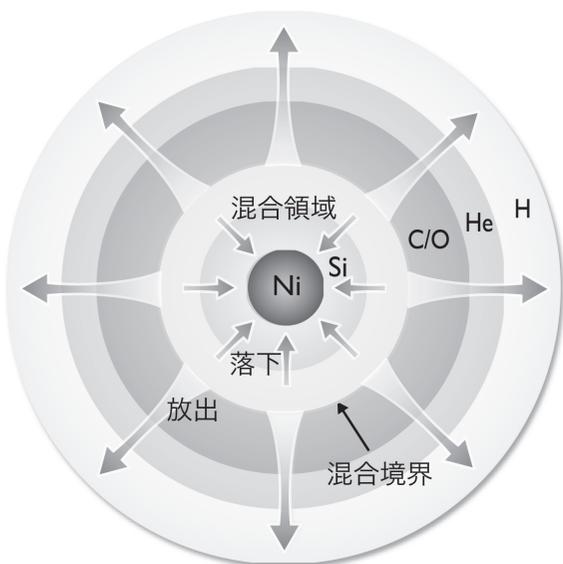


図1: Mixing-Fallback型超新星爆発。混合領域の大部分は中心核に落下し、一部だけが放出される。

3. 太陽系材料物質への超新星物質の混合

太陽のような恒星は、宇宙空間において他の空間よりも密度の大きい分子雲コアと呼ばれる領域が何らかの要因によって密度擾乱を起こし、自らの重力で収縮していくことによって生まれる。その後、中心星とその周りを取り巻く原始惑星系円盤が形成され、惑星を生み出す母胎となる。太陽系材料物質の分子雲コアもしくは原始太陽系円盤に、超新星からの短寿命放射性核種が混合されたと考えよう。太陽系での最初の固体物質形成時の放射性核種Rの存在度は、 N^I , N^R をそれぞれ安定核種I, 放射性核種Rの量として、(1)式であらわされる(例えば[9])。

$$\frac{N^R}{N^I} = \frac{N_{ENV}^R \cdot f_0 \cdot e^{-\Delta/\tau_R}}{N_0^I + N_{ENV}^I \cdot f_0} \quad (1)$$

ここで、 N_0^I は太陽系物質中に元々存在した安定核種Iの量、 N_{ENV}^I , N_{ENV}^R は超新星放出物中の安定核種Iおよび放射性核種Rの量であり、 f_0 , Δ はそれぞれ、超新星からの放出物の太陽系物質への希釈率、超新星爆発から固体物質形成までの時間間隔である。また、 τ_R を放射性核種Rの平均寿命とする。式(1)の分母は元々の材料物質中に存在した安定核種の量と超新星からもたらされた安定核種の量の合計で、超新星爆発の放出物が混合した後の太陽系内の安定核種の量である。式(1)の分子は超新星爆発放出物の混合後、最初の固体物質形成までの期間(Δ)の放射性核種崩壊の効果を考慮した放射性核種Rの量である。今回考える核種は全て平均寿命が短いので、太陽系の元となる分子雲コアがそれ以前に含んでいたRは全て崩壊しており、混合が起こる時点ではRが存在していないと仮定する。また、 N_0^I は太陽系の元素存在度を基に、 $1M_{Sun}$ あたりに含まれる安定核種Iの物質質量とする。

f_0 と Δ の値を変化させて、 ^{26}Al , ^{41}Ca , ^{53}Mn , ^{60}Fe の存在度を式(1)を用いて計算し、隕石の分析から得られている初期存在度とのずれが最小になるような f_0 , Δ を決める。ただし、核種によって隕石か

ら推定されている存在度の不確定性の幅が異なるので([1,7,8参照]), $^{26}Al/^{27}Al$ の推定値(5×10^{-5})に10%, $^{41}Ca/^{40}Ca$ (1.4×10^{-8})に10%, $^{53}Mn/^{55}Mn$ (9×10^{-6})に50%, $^{60}Fe/^{56}Fe$ (7.5×10^{-7})に30%の不確定性を持たせ、それぞれの不確定性に応じた重みをつけて、最適値を探した(重みの付け方を変えても、推定される f_0 , Δ など結果は大きく変わらず、以降の議論には影響しない)。 ^{36}Cl は初期存在度が不確定であり、また初期太陽系内で不均一に分布していた可能性も指摘されているため[16], f_0 , Δ の決定には用いず、参考までに存在量の推定をおこなった。

Mixing-Fallbackモデルの場合、 N_{ENV}^I , N_{ENV}^R は超新星爆発時に中心核からどの程度の半径(M_{Mix})までが混合を起こし、混合が起こった領域内の物質のどの程度の割合(Q)が外に放出されるか、という2つのパラメータに支配されるため、これら2つのパラメータを理論や観測と整合的に考えられる範囲内で変動させ、 f_0 および Δ を決定した。

4. 超新星モデルから推定する短寿命放射性核種の太陽系初期存在度

4.1 単純爆発モデル

単純爆発モデルで予測される短寿命放射性核種存在度を示す(図2)。グラフ横軸は恒星質量、縦軸はモデル計算で得られる各核種の初期存在度を、隕石の分析から推定されている初期存在度で規格化した値である。 ^{36}Cl に関しては参考としてHsu et al. (2006) [17]での測定値で規格化した値をプロットしている。

合成される各核種の量は元素合成モデルによってばらつきがあるが、どのモデルを用いても希釈率 $f_0 \sim 10^4$ 、元素合成から固体物質形成までの時間 $\Delta \sim 0.8-1$ Myr程度となり、計算される各核種の存在度の傾向は一致する。単純爆発モデルの最大の問題は ^{53}Mn の供給量が多くなり過ぎることであり、この結果は、過去の研究[8]とも整合的である。供給される短寿命核種

が少ない場合には、その核種について他の起源を考慮することで問題が解決される可能性があるが、Fallbackを起こさない単純爆発モデルは、100～1000倍程度も多く ^{53}Mn が供給されてしまうことになり、初期太陽系の短寿命核種の起源としてふさわしいとは言い難い。また、 ^{60}Fe と ^{26}Al の相対存在度が説明できない（ ^{60}Fe が ^{26}Al に比べて多くなる）という問題もある。

4.2 Fallbackモデル

大質量星が爆発エネルギーの小さな超新星爆発を起こす場合、放出物の中心核への引き戻し（Fallback）が起こる。Woosley and Weaver (1995) [13]では、 $30M_{\text{Sun}}$ 、 $35M_{\text{Sun}}$ 、 $40M_{\text{Sun}}$ といった大質量星の超新星爆発に関してFallbackの効果が見積もられており、そのモデル結果を用いると、今度は ^{53}Mn の存在度が小さくなり過ぎることが分かる（図3）。これは ^{53}Mn が

合成されるSi不完全燃焼領域が完全にFallback領域にあるためである。Fallback領域の境界が、恒星内部でもSi不完全燃焼領域という狭い領域内に存在する場合には ^{53}Mn の存在度を説明できる可能性はあるが、Fallbackモデルが一般的に ^{53}Mn の存在度を説明できるモデルであるとは言い難い。Fallbackモデルの場合、 ^{53}Mn に関しては別の起源を考えるか、Fallbackについて特殊な条件を課す必要がある。また、このモデルでも ^{60}Fe と ^{26}Al の相対存在度は説明できないという問題が残る。

4.3 Mixing-Fallbackモデル

中心核付近の物質の混合を考慮したMixing-Fallbackモデルでの短寿命放射性核種の推定存在度の例を図4に示す。Mixing-Fallbackモデルでは、単純爆発モデルやFallbackモデルに見られた ^{53}Mn 量や ^{26}Al 、

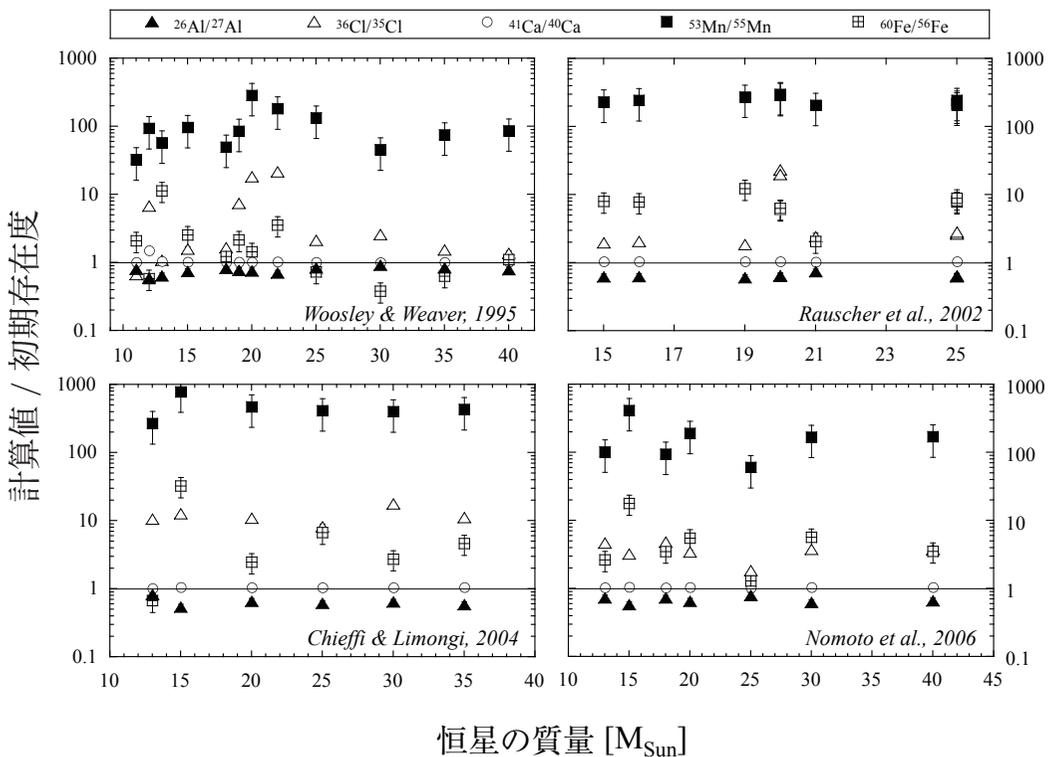


図2：単純爆発モデル [11,13-15] で予測される短寿命放射性核種存在度。グラフ横軸は恒星質量，縦軸はモデル計算で得られる各核種の初期存在度を隕石からの推定値で規格化した値を表す。

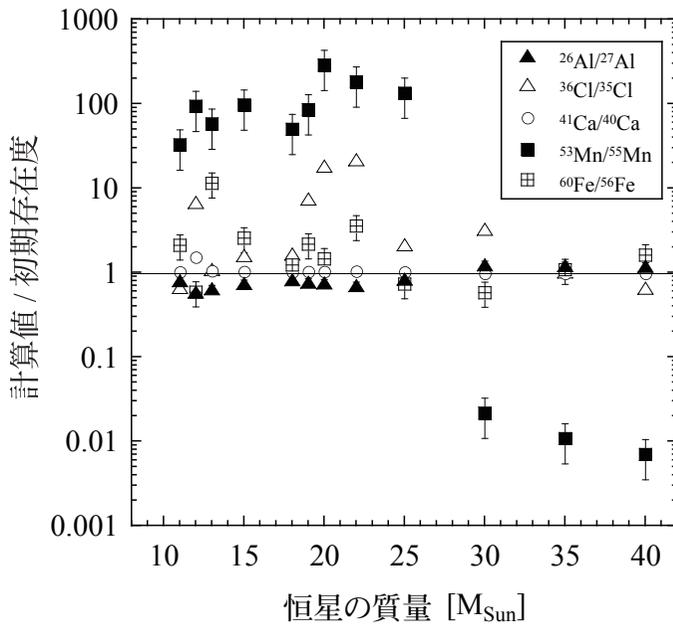


図 3 : Fallback モデル (30-40 M_{Sun} ; [13]) で予測される短寿命放射性核種存在度. 25 M_{Sun} 以下の超新星の結果は図 1 と同じく単純爆発モデル.

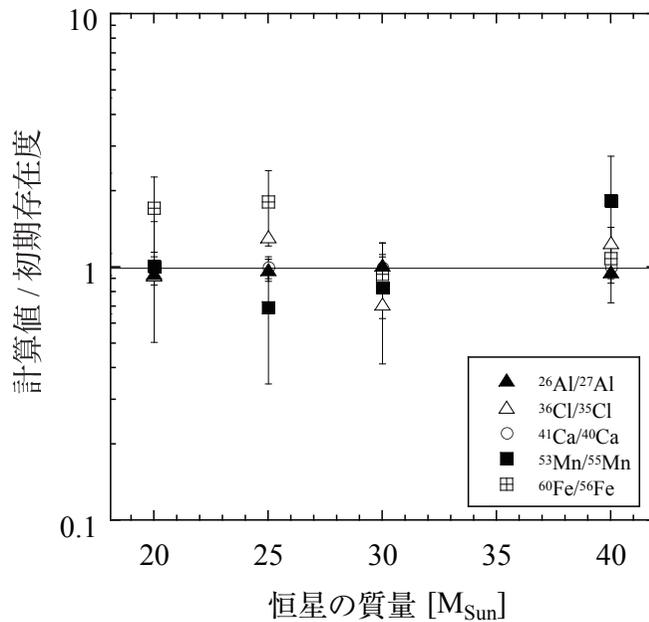


図 4 : Mixing-Fallback モデル [11] で予測される短寿命放射性核種存在度の例. 20 M_{Sun} , 25 M_{Sun} , 30 M_{Sun} , 40 M_{Sun} の各場合について, 混合境界 (MMix) は恒星中心から 3.1 M_{Sun} , 3.0 M_{Sun} , 6.7 M_{Sun} , 11.8 M_{Sun} に位置し, 混合層からの放出割合 (Q) は 0.001, 0.005, 0.001, 0.005.

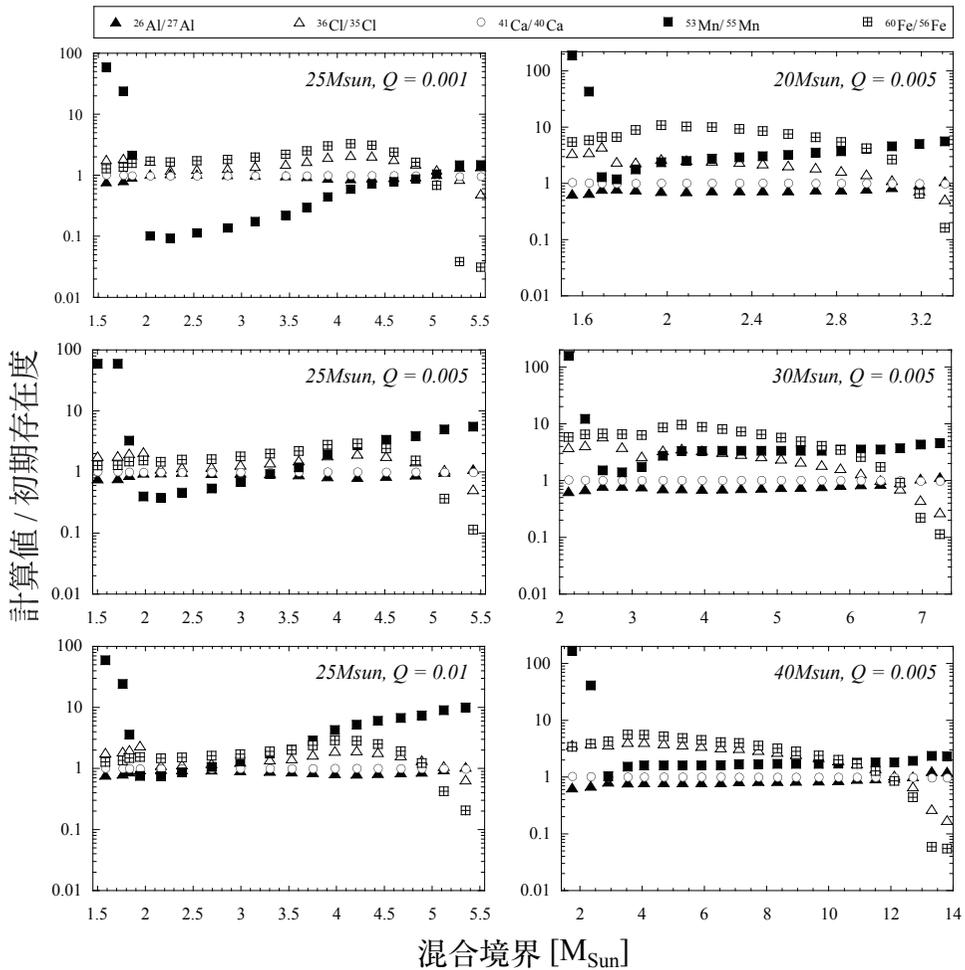


図5： Mixing-Fallback モデルにおいて、混合領域の境界（星の中心からの質量で表現）、混合領域からの放出率 Q 、および恒星質量を変化させた場合に予測される短寿命放射性核種存在度。各グラフにおいて、混合境界 (M_{Mix}) が中心核に近く ^{53}Mn 量が増加する付近、混合境界が中心核から遠く ^{60}Fe 量が減少する付近にそれぞれ Si-C/O 燃焼層境界、C/O-He 燃焼層境界がある。

^{60}Fe の相対存在比の問題もなく、 ^{26}Al 、 ^{41}Ca 、 ^{53}Mn 、 ^{60}Fe の存在度を全て同時に2～3倍の範囲内で説明することができる可能性があることがわかる。 ^{36}Cl に関しては、隕石の分析から得られている太陽系初期存在度の下限値をうまく説明するが、実際存在度はもっと高い可能性や不均一分布の可能性もあるため、これ以上は議論しない。

Mixing-Fallbackモデルには混合が起こる領域の大きさ (M_{Mix}) と、混合領域から外へ飛び出す物質の

割合 (Q) という2つのパラメータがあることを述べた。自由に決定できるパラメータが増えれば、前述の2つのモデルに比べて、より整合的に説明できるモデルになるのは当然のように思われる。しかし、本モデルでは M_{Mix} 、 Q の値には強く依存せずに、短寿命放射性核種存在度をうまく説明できることを以下に示す。

恒星内部は超新星爆発を起こす直前にタマネギ構造をしていることは述べた。超金属欠乏星の元素存在度を説明するためには、Mixing-Fallbackモデルにおけ

る M_{Mix} は炭素/酸素燃焼層〜ヘリウム燃焼層の底くらいまでと考えられている[11]. また, Q は観測される暗い超新星の ^{56}Ni 量(例えば[11])を説明するためには0.001〜0.01程度とされている. 観測によって制約される範囲内で M_{Mix} , Q が変化するとき, 計算される短寿命放射性核種の初期存在度を図5に示す.

M_{Mix} , Q を観測で要請される範囲内で変化させても, M_{Mix} が炭素/酸素燃焼層内であれば, 初期太陽系の ^{26}Al , ^{41}Ca , ^{53}Mn , ^{60}Fe 存在度を従来のモデル(図2, 3)に比べて, よりよく説明できることがわかる. すなわち, Mixing-Fallbackモデルを用いると, 初期太陽系短寿命放射性核種の存在度を特殊な条件を課すことなく, 整合的に説明できると言える. また, このとき, $f_0 \sim (1-4) \times 10^{-4}$, $\Delta \sim 0.8-1\text{Myr}$ で, 他のモデルと同程度の値を取る.

Mixing-Fallbackモデルにおいて, ^{53}Mn 量が単純爆発モデルより少なく, Fallbackモデルより多くなるのは, 混合の結果, Fallback領域の一部が放出されるためであることは容易に理解できる. では, 単純爆発モデルやFallbackモデルで説明できなかった ^{26}Al , ^{60}Fe の相対存在度が説明可能になるのはなぜだろうか. これは ^{26}Al と ^{60}Fe の主たる形成領域の違いに起因する. ^{60}Fe や ^{41}Ca は炭素/酸素燃焼層で主に合成されるが, ^{26}Al は水素燃焼層, ヘリウム燃焼層で合成されるものが, 炭素/酸素燃焼層でつくられる ^{26}Al に比べて多い. そのため, ^{26}Al はMixing-Fallbackの影響を受けず, ^{60}Fe に比べて存在度が増加し, $^{60}\text{Fe}/^{26}\text{Al}$ 比が他のモデルに比べて小さくなり, 太陽系の推定値に近くなっている.

5. 太陽系形成環境

前節で「暗い超新星」からの放出物が, $1M_{\text{Sun}}$ の太陽系物質に対して希釈率 $f_0 \sim 10^{-4}$ で太陽系物質に混合され, 経過時間 $\Delta \sim 1\text{Myr}$ で太陽系最初の固体物質が形成されれば, 短寿命放射性核種 ^{26}Al , ^{41}Ca , ^{53}Mn , ^{60}Fe の初期太陽系存在度を整合的に説明できることを

述べた. ここでは, 推定された f_0 , Δ から太陽系がどのような環境で生まれ, 固体物質を形成するまで進化したかを考察する.

超新星からの放出物の太陽系物質への混合として, (a) 放出物が太陽系のもととなった分子雲コアに取り込まれる, (b) 放出物が原始太陽系円盤に取り込まれる, の2つのケースを考える.

超新星爆発によってその放出物はほぼ球対称に広がっていき, ある距離を隔てた位置にある分子雲コア(あるいは原始太陽系円盤)まで進み, そこで原始太陽系に取り込まれると仮定する. この場合, 希釈率 f_0 は分子雲コア(あるいは原始太陽系円盤)の捕獲断面積(立体角)で決まると考えられ, 次のように書ける[18].

$$f_0 = \frac{\pi r^2}{4\pi D^2} \cdot \frac{M_{\text{Sun}}}{M_{\text{target}}} \cdot \alpha \quad (2)$$

ここで, r を分子雲コア(あるいは原始太陽系円盤)の半径, D を超新星と分子雲コア(あるいは原始太陽系円盤)との距離, M_{target} を分子雲コア(あるいは原始太陽系円盤)の質量とする. α は分子雲コア(あるいは原始太陽系円盤)に到達した物質が太陽系に取り込まれる割合である. 上述のとおり, f_0 を $1M_{\text{Sun}}$ の太陽系物質に対する混合比として求めているので, 右辺にはターゲット質量の補正項が含まれる.

分子雲コアに超新星物質が打ち込まれる場合に $r \sim 0.1\text{pc}$, $M_{\text{target}} \sim 1M_{\text{Sun}}$, $\alpha \sim 0.1$ [19]とすると, 初期太陽系の短寿命放射性核種の存在度を説明するのに最も適当な希釈率 $f_0 \sim (1-2) \times 10^{-4}$ に対し, 超新星と分子雲コア間の距離が $D \sim 1-2\text{pc}$ と見積もられる(1 pc = 3.26 光年). 一方, 原始太陽系円盤に取り込まれる場合には, $r \sim 100\text{AU}$ ($\sim 5 \times 10^{-4}\text{pc}$), $M_{\text{target}} \sim 0.01M_{\text{Sun}}$, $\alpha \sim 1$ [20]とすると, $D \sim 0.2-0.3\text{pc}$ となる.

分子雲コアが超新星物質を取り込む場合を考える(図6a). 超新星から発せられた衝撃波は, 分子雲領域程度の密度の空間をおよそ10万年で数pc進むと推定されている. 数pc進んだ衝撃波の速さは数10km/s程度まで減速されており, 分子雲コアを破壊せずに密度擾乱を与え, 分子雲コアの崩壊を引き起こすことが可能

と見積もられている[21]. 本研究での $D \sim 1\text{-}2\text{ pc}$ という見積もりは超新星爆発の衝撃波による分子雲コア崩壊のシナリオに矛盾しない. ただし, 減速された衝撃波による分子雲コア崩壊のシナリオは, 巨星の周囲に希薄なHII領域が広がっている観測例[12]には合わない.

分子雲コアの崩壊から円盤の形成までにはおよそ10万年程度かかると考えられている. 超新星爆発と太陽系で最古の固体物質が形成されるまで時間 $\Delta \sim 0.7\text{-}1\text{ Myr}$ という推定を考慮すると, CAI形成は円盤形成から1 Myr 以内となり, CAI形成時期は活動的円盤ステージに対応するのではないかと考えられる.

次に, 超新星からの放出物が原始太陽系円盤に取り込まれる場合を考える (図6b). 大質量星形成領域の観測によって, 巨星の周りの領域では巨星からの放射によって水素ガスが電離され, HII領域と呼ばれる電離水素領域が広がり, HII領域の縁に形成される高密度領域で星形成が起きることがわかっている (例えば[12]). 太陽程度の質量の星の70%以上がこのような場で生まれているとも言われている[10]. したがって, (b) のシナリオにおいても分子雲コアの崩壊は $D \sim 0.2\text{-}0.3\text{ pc}$ の位置にある巨星からの放射によるものとする. 超新星爆発以前につくられた原始太陽系円盤

は, 非常に近い位置で超新星爆発を経験したと考えられるが, 爆発の衝撃波のガス成分が円盤の前方に衝撃波面をつくることで, 円盤を激しい衝撃波から守る可能性も指摘されている[20]. また, 超新星爆発によって放出された固体成分は, その衝撃波面を通過する際に蒸発し, 効率よく円盤に取り込まれる[20].

この場合, 円盤形成は超新星爆発の ~ 100 万年以前 (大質量星の寿命) となり, CAI形成は円盤形成から200万年程度経った活動的円盤期の後期もしくは受動的円盤期に対応する. CAI形成に十分な熱源がこの時期にあったかどうか不明である. もしくは, CAIが200万年間つづかれ続け, 年代情報が凍結された最後のCAI形成イベントが円盤形成から ~ 200 万年後であったという可能性も考えられる.

(a), (b) を合わせたシナリオも考えることができる. 巨星 ($30 \sim 40M_{\text{Sun}}$) の周りのHII領域は100 \sim 200万年程度で数pcまで広がると考えられている[22]. 寿命が100万年程度である $40M_{\text{Sun}}$ の大質量星を考えた場合, (a) のケースの $D \sim 1\text{-}2\text{ pc}$ では, 放射による分子雲の掃き寄せで分子雲コアの崩壊が引き起こされるタイミングと超新星爆発の放出物が原始太陽系に到達するタイミングがほぼ同時であるかもしれない. この場合, 分子雲コアの崩壊は巨星からの輻射で起こるが, 崩壊

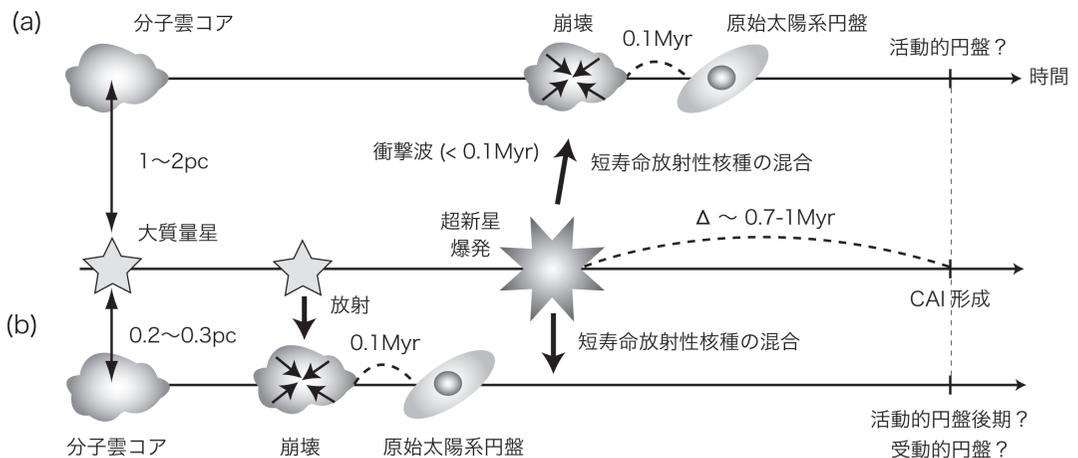


図6：短寿命放射性核種存在度から推定する太陽系形成環境. (a) 短寿命放射性核種が分子雲コアに混入する場合. (b) 短寿命放射性核種が原始太陽系円盤に混入する場合.

した分子雲コアが円盤を形成する以前にHII領域を通じて超新星残骸が太陽系材料物質にもたらされることとなる。

ここまで議論してきたいずれのケースが太陽系形成のシナリオとして正しいかに関しては、CAIが原始太陽系円盤進化のどのステージで形成されたかがわかっていないため、現時点では残念ながら判断することはできない。しかし、本稿での議論を通じて、太陽系が誘発的星形成領域において大質量星近傍で誕生した可能性が高いと言えるだろう。

最後に、超新星爆発を起こす恒星の進化の時間スケールと大質量星形成領域散逸の時間スケールを比較してみよう。恒星の寿命は質量の2.5-3乗に反比例して短くなり、30-40 M_{sun} の恒星で数100万年から1000万年程度と見積もられている。一方、大質量星形成領域は<3000万年程度で散逸してしまうと推定されるので[23]、寿命が1000万年程度以下の30 M_{sun} 以上の巨星であれば、星形成領域の散逸以前に太陽系材料物質に超新星からの放出物を混合させることは充分可能であろう。

6. まとめ

大質量星が爆発エネルギーの小さな暗い超新星爆発を起こす際に恒星内部で起こる物質の混合および中心核への落下の効果(Mixing-Fallback)を考慮することで、初期太陽系に存在した短寿命放射性核種 ^{26}Al 、 ^{41}Ca 、 ^{53}Mn 、 ^{60}Fe の初期存在度を矛盾なく説明できる可能性があることがわかった。その結果に基づいて、超新星からの放出物が太陽系のもととなった分子雲コアに取り込まれる場合、超新星からの放出物が既に形成されていた原始太陽系円盤に取り込まれる場合の2つのシナリオについて考察をおこなった。いずれの場合も太陽系誕生環境は大質量星の近傍($D \sim 1\text{-}2\text{pc}$ あるいは $D \sim 0.2\text{-}0.3\text{pc}$)であることが示唆され¹、太陽系が大質量星を含む誘発的星形成領域で誕生した可能

性が高いと考えられる。

今日、誘発的星形成領域やそこで生まれる原始星、原始惑星系に関する観測は活発に進められている。そのような観測的アプローチと、隕石をはじめとする太陽系物質の分析や星形成に関する理論的研究をつなぐことで、遠くない将来、我々の太陽系が生まれた環境、その姿が明らかになる日がやってくることを期待したい。

謝 辞

Mixing-Fallbackモデルの使用に際しては、野本憲一博士、梅田秀之博士、富永望氏に多くのアドバイスを頂きました。また、寺田健太郎博士からは本稿に関して有益なコメントを多数頂きました。ここに記して感謝いたします。

参考文献

- [1] Kita, N. T. et al., 2005, in Chondrites and the Protoplanetary Disk, 558.
- [2] McKeegan, K. D. et al., 2000, Science 289, 1334.
- [3] Goswami, J. N. et al., 2001, ApJ 549, 1151.
- [4] Tachibana, S. and Huss, G. R., 2003, ApJ 588, L41.
- [5] Shukolyukov, A. and Lugmair, G. W., 1993, Science 259, 1138.
- [6] Mostefaoui, S. et al., 2005, ApJ 625, 271.
- [7] Goswami, J. N. et al., 2005, in Chondrites and the Protoplanetary Disk, 485.
- [8] Meyer, B. S., 2005, in Chondrites and the Protoplanetary Disk, 515.
- [9] Wasserburg, G. J. et al., 2006, Nuclear Physics A 777, 5.
- [10] Lada, C. L. and Lada, E. A., 2003, ARA & A 41, 57.
- [11] Nomoto, K. et al., 2006, Nuclear Physics A 777,

1. 太陽系にもっとも近い恒星である α ケンタウリまでの距離が1.3pcである。

424.

- [12] 丹羽隆裕, 2007, 遊星人 本号.
- [13] Woosley, S. E. and Weaver, T. A., 1995, *ApJ* 101, 181.
- [14] Rauscher, T. et al., 2002, *ApJ* 576, 323.
- [15] Chieffi, A. and Limongi, M., 2004, *ApJ* 608, 405.
- [16] 中嶋大輔, 2007, 遊星人 本号.
- [17] Hsu W. et al., 2006, *ApJ* 640, 525.
- [18] Sahijpal, S. and Soni, P., 2006, *Meteoritics & Planetary Science* 41, 953.
- [19] Vanhala, H. A. T. and Boss, A. P., 2002, *ApJ* 575, 1144.
- [20] Ouellette, N. et al., 2005, in *Chondrites and the Protoplanetary Disk*, 527.
- [21] Cameron, A. G. W., 2003, *ApJ* 587, 327.
- [22] Stahler, S. W. and Polla, F., 2004, *The Formation of Stars* (Wiley-VCH) .
- [23] Preibisch, T. and Zinnecker, H., 2007, in *Triggered Star Formation in a Turbulent ISM*, *Proceedings IAU Symposium, No.237*, in press.