

# 恒星内の元素合成

## —He から Fe まで

川畑貴裕

かわばた たかひろ  
大阪大学大学院理学研究科(原子核実験)

夜空に瞬く星々は元素のゆりかごである。恒星が放出する莫大なエネルギーは、原子核の融合反応により生み出されており、この過程において、He から Fe にいたる元素が生成される。これらの元素は、恒星進化の末期にゆりかごから宇宙空間へと放出され、次世代の星形成の材料となる。本稿では、恒星進化の過程をたどりながら、He から Fe までの元素が合

成されるシナリオを紹介したい。

### 元素は如何にして合成されたのか？

恒星のエネルギー源は、原子核の融合反応である。その事実を初めて指摘したのは、イギリスの天文学者アーサー・エディントンであった。当時、

太陽が如何にして莫大なエネルギーを生み出しているのかは、物理学における最大の謎のひとつであった。質量による重力エネルギーが放出されているとする説、太陽自身が石炭の塊であるとする説など、様々な説が提案されたが、いずれにおいても太陽の寿命が1億年以下となる結論が導かれ、生物学的・地質学的に推定される地球の年齢よりもはるかに短くなるという受け入れ難い矛盾が生じていた。そんな状況にあって、エディントンは、1920年に太陽のエネルギー源が水素の核融合である可能性を指摘した<sup>1</sup>。ラザフォードによる原子核発見から未だ10年が経過しておらず、中性子の存在すら知られていなかった原子核物理学の黎明期にあって、エディントンの主張は仮説のひとつに過ぎなかったが、1939年にハンス・ベータが陽子-陽子連鎖反応とCNOサイクルを提唱したことにより、核融合反応をはじめとする原子核反応が恒星のエネルギー源として確立された<sup>2</sup>。

しかし、この当時、恒星内部の核融合反応が、エネルギー生成だけではなく、元素合成にも重要な役割を演じている事実は理解されていなかった。1948年にラルフ・アルファとジョージ・ガモフらは、宇宙における重元素(Heよりも重い元素)はビッグバン直後の高温・高密度状態において生成されたと主張している<sup>3</sup>。彼らは、原子核による高速中性子の吸収確率の質量数に対する傾向をもとに、宇宙開闢直後の始原始的な物質“ylem”<sup>\*1</sup>が、ほぼ中性子で占められていたと仮定すれば、太陽系の元素組成の大局的な傾向を説明できると指摘した。しかし、彼らの主張には、質量数5と8に横たわる「壁」の問題やビッグバン元素合成前に陽子と中性子の間に熱平衡<sup>\*2</sup>が成り立っていた事実が取り入れられておらず、今日的な理解とは相容れないものであった。林忠四郎は、1950年

の論文で、ビッグバン元素合成以前における陽子と中性子の間の熱平衡を考えれば、“ylem”が中性子だけで占められることはありえないと指摘した<sup>4</sup>。正しく熱平衡の条件を取り入れれば、ビッグバン元素合成によってHeの存在量を説明できることが明らかにされたものの、それよりも重い元素がどのように合成されたのかは、未解明のまま残された。

重元素の合成過程についての研究は、1953年にフレッド・ホイルが3つの<sup>4</sup>He原子核から<sup>12</sup>Cを合成するトリプル・アルファ反応を促進する共鳴状態(ホイル状態)の存在を予言したことがブレークスルーとなった<sup>5</sup>。「質量数5と8の壁」を乗り越えて<sup>12</sup>Cを生成する機構が解き明かされたことにより、恒星内部における元素合成についての理解が進んだ。1957年に発表されたマーガレット・バービッチ、ジェフリー・バービッチ、ウィリアム・ファウラー、フレッド・ホイルによる有名なレビュー論文、いわゆるB<sup>2</sup>FH論文は、元素合成研究における金字塔であり、恒星内部における重元素合成のシナリオを明らかにした<sup>6</sup>。そのシナリオは、提案から60余年を経てなお輝きを失っておらず、現在も続く元素合成研究の根幹となっている。

## 恒星の進化と熱核反応

元素を特徴づけるのは原子番号であるが、原子番号は原子核に含まれる陽子の数で決まる。すなわち、元素を合成するという事は、新たな原子核を合成することに他ならない。恒星内部での原子核反応は、原子核同士が熱運動により衝突する熱核反応である。この節では、恒星の進化を追いながら、恒星の内部で起こる熱核反応について述べていきたい。

### 原始星の誕生

星間に漂うガスやちりの集まりである星間雲のなかで、なんらかの理由により周囲よりも密度の高い部分が発生すると、その部分の重力が強くな

\*1—アルファとガモフが「万物の根源となる物質」を指す言葉として用いた英語の古語。

\*2—宇宙のごく初期には、中性子と陽子の質量差(約1.3 MeV)に匹敵する高い温度で粒子が衝突を繰り返していたため、 $p \leftrightarrow n$ の変換が頻繁に起こり、中性子と陽子の存在比がボルツマン分布に従っていた時期があった。

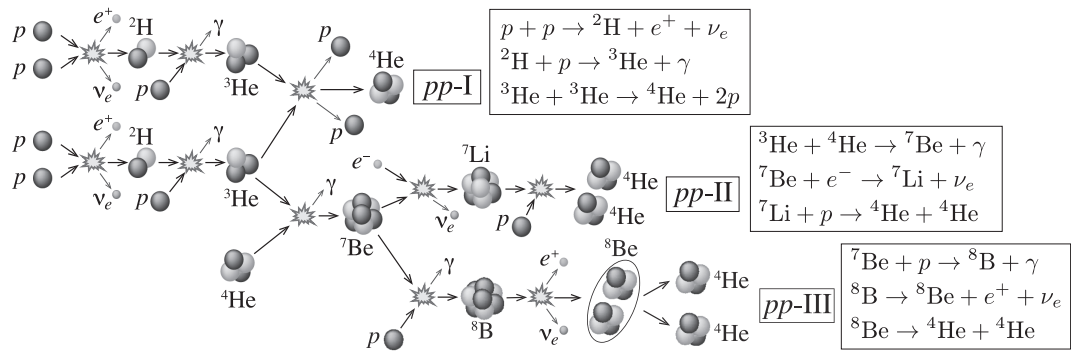


図1—pp連鎖の模式図

り、周囲のガスやちりを引き寄せて成長し始める。中心部へ落下した物質の重力エネルギーは内部エネルギーに転化されて温度と圧力が上昇し、重力と圧力のつりあったコアが形成される。この後も、周囲の物質が降着してコアは成長を続け、原始星が誕生する。原始星の中心温度は熱核反応を起こせる温度よりも低いので、はじめは重力エネルギーによって輝いているが、原始星が自身の重力で収縮して温度が上昇し、やがて中心温度が1000万度( $T_7=1$ )<sup>\*3</sup>を超えると水素の核融合(水素燃焼)が始まり、主系列星へと移行する。一方、質量が太陽の0.08倍に満たない星は、水素燃焼が可能となる温度に達するまえに電子の縮退圧<sup>\*4</sup>によって重力収縮が止まるため、そのまま褐色矮星となる。

### 主系列星と水素燃焼

星の中心部で水素燃焼が始まると、水素の核融合により放出されるエネルギーによって生じる膨張圧と重力による収縮圧がつりあって、星は安定して輝くようになる。このような状態にある星を主系列星と呼ぶ。

水素燃焼には陽子-陽子(pp)連鎖とCNOサイクルと呼ばれる2つの過程がある。太陽質量の1.5倍までの中心温度の低い主系列星では、pp連鎖

が主要な水素燃焼過程となる。pp連鎖の様子を図1に模式的に示す。pp連鎖には3つの分枝があるが、我々の太陽において最も支配的なのは、図1の上段に示したpp-I分枝である。pp-I分枝は、 $0.8 < T_7 < 1.4$ の温度で優勢となる。最初の反応は陽電子( $e^+$ )と電子ニュートリノ( $\nu_e$ )の放出を伴う過程であり、弱い相互作用によって引き起こされる。強い相互作用や電磁相互作用によって引き起こされる後続の反応よりも、反応率が著しく小さいため、この反応が一連の水素燃焼過程の律速過程<sup>\*5</sup>となっている。このため、pp連鎖は温度が上昇しても反応速度があまり変化しない過程となっている。 ${}^4\text{He}$ が豊富に存在するか、温度がやや高い環境( $1.4 < T_7 < 2.3$ )では、 ${}^3\text{He}$ と ${}^4\text{He}$ から ${}^7\text{Be}$ が生成され、さらに ${}^7\text{Be}$ が電子捕獲によって崩壊した娘核である ${}^7\text{Li}$ と陽子の反応によって2つの ${}^4\text{He}$ が生成されるようになる(pp-II)。さらに高い温度( $T_7 > 2.3$ )では、 ${}^7\text{Be}$ による陽子捕獲反応が優勢となり、 ${}^8\text{B}$ の $\beta^+$ 崩壊と、その娘核である ${}^8\text{Be}$ の分裂を経て2つの ${}^4\text{He}$ が生成される(pp-III)。中心温度が $T_7 = 1.6$ である我々の太陽においては、pp-I, pp-II, pp-IIIの各分枝への分岐比は、それぞれ86%, 14%, 0.25%と見積もられている。

恒星のなかに、はじめから ${}^{12}\text{C}$ が含まれていると、 ${}^{12}\text{C}$ を起点に陽子捕獲と $\beta^+$ 崩壊を繰り返し、NとOの同位体を経由して ${}^4\text{He}$ を生成するCNO

\*3— $10^7$  Kを単位とする温度を $T_7$ と表す。

\*4—半整数のスピンをもつフェルミ粒子はパウリの排他原理により、複数の粒子が同時に1つの状態を占有できないので、たとえ絶対温度がゼロであっても(たとえ最もエネルギーが低い状態にあっても)、高いエネルギー準位を占有し小さくない運動量をもつ粒子が存在する。この運動量によって生じる圧力を縮退圧という。

\*5—連続して起こる複数の反応の中に、圧倒的に反応速度の遅い反応が含まれていると、その遅い反応の速度が全体の反応速度となる。このとき、反応速度を決めてしまう遅い反応を律速過程という。

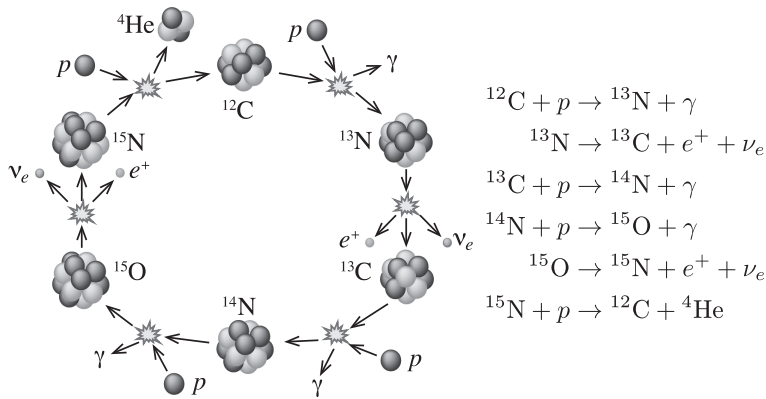


図2—CNO サイクルの模式図

サイクルが可能になる。CNO サイクルの様子を模式的に示すと図2の通りとなる。CNO サイクルでは、 $^{12}\text{C}$  が触媒の役割を果たすことで、 $pp$  連鎖と同様に、4 個の陽子から  $^4\text{He}$  を生成する。しかし、 $pp$  連鎖とは違って、C, N, O などクーロン斥力の強い重元素が反応に関わるため、サイクルの駆動には高い温度が必要であり、その反応速度は温度に強く依存する\*6。CNO サイクルは、太陽では1% 程度のエネルギーしか生み出さないが、太陽質量の1.5 倍を超える恒星では、中心温度が  $T_7=2$  を超え、CNO サイクルが主要な反応となる。

$pp$  連鎖が主であるにせよ、CNO サイクルが主であるにせよ、恒星中心部の水素が消費され  $^4\text{He}$  のコアが形成されると、恒星の進化は次の段階へ移行することになる。

### ヘリウム燃焼

恒星の中心部に  $^4\text{He}$  が蓄積されると、次は  $^4\text{He}$  の熱核反応が始まると期待される。しかし、 $^4\text{He}$  は如何にして燃焼するのであろうか？ いわゆる、「質量数5と8の壁」に阻まれて、ビッグバン元

素合成では He とごく少量の Li を合成するにとどまり、それよりも重い元素は生成されなかった。ならば、恒星内部においても  $^4\text{He}$  の核融合反応は開始されず、He は燃焼されないのではないだろうか？

この疑問は1940年代から50年代にかけて大きな問題となっていた。この問題がフレッド・ホイルによって解決されたことは広く知られており、前述した通りである。ホイルは、 $^4\text{He}$  から  $^{12}\text{C}$  を合成するには  $^4\text{He}$  (アルファ粒子) の三体融合反応であるトリプル・アルファ反応を経由するしかないと看破し、この反応を促進するために必要な共鳴準位の存在を予言した。この準位はホイルの予言からほどなく  $^{12}\text{C}$  の  $0_2^+$  状態として実験的に発見され、ビッグバン直後とは異なる高密度の恒星中心部であれば、トリプル・アルファ反応により「質量数5と8の壁」を乗り越えて  $^{12}\text{C}$  を合成できることが明らかにされた。今日では、ホイルが予言した  $^{12}\text{C}$  の  $0_2^+$  状態はホイル状態と呼ばれている。

トリプル・アルファ反応の経路を図3に示す。2つの  $^4\text{He}$  の共鳴状態である短寿命の  $^8\text{Be}$  に新たな  $^4\text{He}$  が捕獲されることで、3つの  $^4\text{He}$  からなる  $3\alpha$  共鳴状態が  $^{12}\text{C}$  の励起状態として生成され、この状態が基底状態へ脱励起すると  $^{12}\text{C}$  が合成される。しかし、 $3\alpha$  共鳴状態の生成には、 $^4\text{He}$  が  $^8\text{Be}$  との間のクーロン斥力を乗り越えなければならないため、トリプル・アルファ反応を駆動する

\*6—CNO サイクルは、 $^{15}\text{O}$  と  $^{13}\text{N}$  の  $\beta^+$  崩壊が弱い相互作用によって引き起こされる過程である。しかし、 $\beta^+$  崩壊は、原子核衝突を伴わないので、クーロン斥力による抑制をうけない。このため、 $\beta^+$  崩壊はCNO サイクルの律速過程にならない。CNO サイクルを律速しているのは、 $^{14}\text{N}+p \rightarrow ^{15}\text{O}+\gamma$  反応であり、クーロン斥力により強く抑制されているので、その反応率は温度に強く依存する。

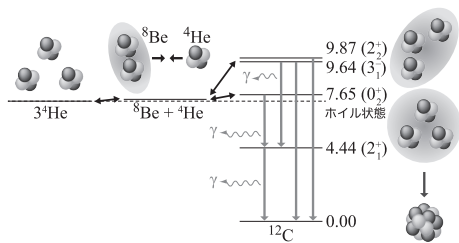


図3—トリプル・アルファ反応の経路図

には、 $T_7=10$  を超える高い温度が必要である。

中心部に He のコアが形成された星では、コアの表面で水素燃焼が継続して星の表層を支えるようになる。これを水素殻燃焼という。燃焼領域が星の浅い場所へ移るので、膨張圧が収縮圧を凌駕するようになり、星の表層が膨張して赤色巨星へと変化する。赤色巨星になると表面での重力が弱くなるので、星は表層の大気を宇宙空間へ放出するようになる。

太陽質量の 0.5 倍に満たない星では、中心温度がヘリウム燃焼に必要な温度に達せず、水素殻燃焼が終了すると、表層の大気を失って He の白色矮星となる。ただし、このような小質量星は寿命が宇宙の年齢(約 138 億年)よりも長く、現在の宇宙に He の白色矮星は存在しないと考えられる。それよりも重い星では、水素殻燃焼で生成された  ${}^4\text{He}$  がコアを成長させて中心温度が上昇し、ヘリウム燃焼が始まる。

$T_7 \approx 10$  におけるトリプル・アルファ反応は、主に  $3\alpha$  崩壊の閾値に近いホイル状態を経由する。ひとたび生成されたホイル状態は、大半がもとの  ${}^4\text{He}$  へと崩壊するが、まれに電磁崩壊して  ${}^{12}\text{C}$  の基底状態へいたる。このため、ホイル状態の電磁崩壊確率はトリプル・アルファ反応率を決める重要なパラメータである。ホイル状態の電磁崩壊確率は、1960 年代から 70 年代にかけて精力的な測定がなされ、これまで  $4.4(5) \times 10^{-5}$  という値が採用されてきたが、2020 年に、この値を約 50% も上方修正する実験結果が報告され学界に驚きをもって迎えられた<sup>7</sup>。世界各地の研究施設において追測定が試みられており、筆者らの研究グループも、2022 年 5 月にルーマニア国立 IFIN-HH 研

究所の加速器施設において追測定を行い、現在、データ解析を進めている。

また、筆者らは高温・高密度な極端環境下におけるトリプル・アルファ反応率の決定にも取り組んでいる。 $T_7=10^2$  を超える高温度下では、ホイル状態よりもエネルギーの高い  $3\alpha$  共鳴状態である  $3_1^-$  状態や  $2_2^+$  状態の寄与が重要になる。 $2_2^+$  状態については、米国の高強度  $\gamma$  線発生施設 HI $\gamma$ S において、 ${}^{12}\text{C}$  の光分解反応の測定が行われ、直接に基底状態へ電磁崩壊する確率が得られたものの<sup>8</sup>、 $3_1^-$  状態については電磁崩壊確率が知られていなかった。筆者らは、陽子非弾性散乱によって励起した  $3_1^-$  状態が  ${}^{12}\text{C}$  の基底状態へ脱励起する確率を世界で初めて測定することに成功し、2021 年にその成果を公表した<sup>9</sup>。一方、密度が  $10^6 \text{ g/cm}^3$  に達するような高密度環境下では、 $3\alpha$  共鳴状態の自発的な電磁崩壊だけでなく、周囲にいる粒子との衝突によって  ${}^{12}\text{C}$  の基底状態へ脱励起する過程が重要になる。 $10^6 \text{ g/cm}^3$  もの高密度がヘリウム燃焼過程にある星の中心部で実現することは難しいが、大質量星の進化の終末に起こる超新星爆発では実現しうる。筆者らは、 $3\alpha$  共鳴状態が背景粒子と衝突して脱励起する確率を測定することを目指し、新しい装置開発を行っている。極端環境下におけるトリプル・アルファ反応率についての筆者らの取り組みは拙稿<sup>10</sup>において紹介されており、Web においても閲覧可能なので、関心のある読者はご一読いただきたい。

さて、ヘリウム燃焼において星のコアに  ${}^{12}\text{C}$  が蓄積されると、トリプル・アルファ反応と並行して、 ${}^{12}\text{C}$  が  ${}^4\text{He}$  を捕獲して  ${}^{16}\text{O}$  を生成する反応  ${}^{12}\text{C} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^{16}\text{O} + \gamma$  が起こる。この反応の確率は、ヘリウム燃焼が終了したあとの  ${}^{12}\text{C}$  と  ${}^{16}\text{O}$  の存在比を決定し、その後の星の進化や最終的な元素組成に大きな影響を与える重要なパラメータである。しかし、正の電荷をもつ原子核の間にはたらくクーロン斥力に阻害されるため、ヘリウム燃焼温度における  ${}^{12}\text{C} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^{16}\text{O} + \gamma$  反応の確率は極めて小さく、地上の実験室における直接測定が難しい。このため、現在でもその値には大きな不定性が残

されており、現在の元素合成研究における最も重要な課題のひとつとなっている。

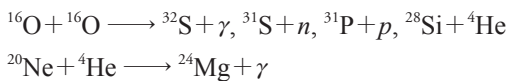
### 炭素燃焼とその後の星の進化

ヘリウム燃焼が終了すると、星の中心部にはCとOからなるコアが形成される。CとOのコアの表面でヘリウム殻燃焼が継続され、再び星は膨張する。しかし、太陽質量の8倍以下の星では、コアが電子の縮退圧によって支えられ、炭素同士の融合反応(炭素燃焼)を点火する温度にいたらず、それまで合成したCやOを含む表層の大気を放出した結果、CとOの白色矮星が残される。一方、太陽質量の8倍を超える星では、コアの重力収縮により温度が上昇し、炭素燃焼が始まる。

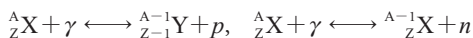


$^{12}\text{C}$ 同士が融合する反応も、前項で述べた $^{12}\text{C}$ が $^4\text{He}$ を捕獲する反応と同様に反応の確率が極めて小さく、地上の実験室での測定は容易でない。 $^{12}\text{C}+^{12}\text{C}$ 反応率の測定は、現在においても挑戦的な研究課題となっている。

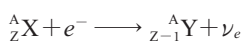
炭素燃焼によってコアの温度が上昇すると、酸素燃焼と $^{20}\text{Ne}$ による $^4\text{He}$ の捕獲反応が起こる。



これ以降、生成された重元素が順次 $^4\text{He}$ を捕獲しながら、 $^{28}\text{Si} \rightarrow ^{32}\text{S} \rightarrow ^{36}\text{Ar} \rightarrow ^{40}\text{Ca} \rightarrow ^{44}\text{Ti} \rightarrow ^{48}\text{Cr} \rightarrow ^{56}\text{Ni}$ と元素合成が進む。この間、コアは重力による収縮と核反応によって温度が上昇し、原子核の光分解による陽子ないしは中性子の放出とそれらの逆反応



や、電子捕獲



を繰り返すことで核種の転換が起こり、コアの組成は、次第に核子あたりの質量欠損が最も大きくエネルギー的に安定な $^{56}\text{Fe}$ を中心とした分布へ

と変わっていく。 $^{56}\text{Fe}$ 付近へ到達すると、もはや、熱核反応が生み出すエネルギーで星を支えることができなくなり、コアは一気に重力崩壊して超新星爆発へといたる。超新星爆発の詳細は、本特集の西村氏の記事をご参照いただきたいが、このときに星は $^{56}\text{Fe}$ よりも重い元素を爆発的に生成し、それらを宇宙空間へと放出してその一生を終える。

### まとめにかえて ——わたしたちはどこから来たのか？

本稿では、恒星進化の過程をたどりながら、恒星内部における熱核反応によってHeからFeまでの元素が合成される過程を概観した。星のなかで生まれた元素は、宇宙空間へと放出され、次世代の星形成の材料となる。まさに、星は「元素のゆりかご」なのである。宇宙開闢のとき、Heよりも重い元素は存在していなかった。しかし、我々の太陽系には多くの元素が存在している。このことは、太陽系に存在する元素も、かつて、本稿でたどったような過程を経て合成されたことを意味している。近年、筆者はトリプル・アルファ反応に関心を持ち、その研究を行っているが、筆者の体のなかにある炭素もかつてトリプル・アルファ反応を経験したのかと思うと胸が熱くなる。本稿を通じて、この思いを読者にも共感いただけたとしたら望外の喜びであるが、それが叶わなくとも、せめて、ひととき、わたしたちが「星の子」であることに思いを馳せていただけたらと願う。

#### 文献

- 1—A. S. Eddington: The Scientific Monthly, **11**, 297(1920)
  - 2—H. A. Bethe: Phys. Rev., **554**, 434(1939)
  - 3—R. A. Alpher et al.: Phys. Rev., **73**, 803(1948)
  - 4—C. Hayashi: Prog. Theor. Phys., **5**, 224(1950)
  - 5—F. Hoyle et al.: Phys. Rev., **92**, 1095(1953)
  - 6—E. Margaret Burbidge et al.: Rev. Mod. Phys., **29**, 547(1957)
  - 7—T. Kibédi et al.: Phys. Rev. Lett., **125**, 182701(2020)
  - 8—W. Zimmerman: Phys. Rev. Lett., **110**, 152502(2013)
  - 9—M. Tsumura et al.: Phys. Rev. Lett. B, **817**, 136283(2021)
  - 10—川畑貴裕: 生産と技術, **72**, 52(2020)
- <http://seisan.server-shared.com/723/723-52.pdf>