

「2018年度最優秀研究者賞受賞記念論文」

紀元前太陽系を探る： 質量放出星から太陽系への物質進化

瀧川 晶¹

2019年9月21日受領, 査読を経て2019年12月1日受理

(要旨) 先太陽系粒子は、太陽より一世代前の晩期星で形成し、星間空間を経て太陽系原材料物質の一つになった、星周ダストの生き残りである。星周ダストやダスト形成場の観測、先太陽系粒子の分析、ダスト形成実験を組み合わせることによって、先太陽系粒子固有の形成・変質履歴と、星周ダストの一般的特徴や形成過程という、相補的な情報を得ることが可能となる。本稿では、アルミナ (Al_2O_3) を鍵として、晩期星から太陽系形成に至るまでの、物質の形成と進化を紐解く試みを紹介する。

1. 太陽系の原材料とは

太陽系の原材料物質とは何であろうか。コンドライト隕石に含まれる難揮発性物質CAI (Calcium-Aluminum-rich inclusion) は、現在からおおよそ46億年前に太陽系で形成した最古の物質であると考えられている。特に隕石などの物質分析から議論をする際には、CAIの形成を太陽系の出発点、「紀元」として取り扱うことがおおい。惑星形成もしくは銀河における物質循環の立場からすると、太陽系の始まりはCAI形成よりずっと前である。原始太陽系円盤は、その母体となった太陽系分子雲の崩壊により形成された。その分子雲を構成するガスや塵は、多数の進化末期の恒星(晩期星、晩期型巨星、質量放出星とよばれる)から放出された物質である。したがって、太陽系の原材料物質は、遡れば太陽より一世代前の晩期星からの放出物を起源とする。

実際、始原的隕石や南極微隕石、彗星塵中には、先太陽系(プレソーラー)粒子と呼ばれる、超新星や漸近赤色分岐(Asymptotic Giant Branch;

AGB) 星などの進化末期の恒星の大气や放出ガスから形成して現在まで生き残ったと考えられる粒子が稀に存在する。先太陽系粒子は、酸素や炭素などの同位体組成が太陽系物質と大きく異なることにより同定される(図1)。同位体組成が進化末期の恒星での元素合成によりよく説明されるため、超新星や、赤色巨星、漸近赤色分岐星などの恒星を起源としていると考えられている。

しかしながら、太陽系物質の大半は、いわゆる太陽系の同位体組成をもち、進化末期の恒星で形成した先太陽系ダストが直接生き残ったものはごくわずかである。先太陽系粒子が示す同位体組成のばらつきを平均しても太陽系の同位体組成にならない(図1)。大半の先太陽系粒子は星間空間や太陽系形成時に同位体的に均質化、もしくは一度ガス化して太陽系分子雲や原始太陽系円盤で再凝縮したのであろう。一度ガス化してしまうと、同位体は均一化し、また、鉱物学的情報も失われるため、太陽系粒子からその起源となった天体の情報を得ることはできない。現在みつかると先太陽系粒子は、破壊過程を運良く生き残ったか、太陽系形成の途中で没たされたものかもしれない、どれほど太陽系原材料物質を代表しているかは不明である。それを踏まえた上でも、先太陽系粒子は間違いなく太陽系形成以前に形成

1. 京都大学 白眉センター/大学院理学研究科地球惑星科学専攻
takigawa@kueps.kyoto-u.ac.jp
東京大学 大学院理学系研究科 地球惑星科学専攻
takigawa@eps.s.u-tokyo.ac.jp

した原材料物質の一つであり、太陽系の歴史を一世代前の恒星までつなぐ細い糸なのだ。

先太陽系粒子が形成した晩期星でのダスト形成過程はどのようなものであったのだろうか。先太陽系粒子そのものに残された情報は定量的だが断片的であり、ダスト形成の全貌を掴むのは難しい。そのため、晩期星でのダスト形成そのものを研究し、星周ダスト形成の一般的描像を描くことが重要になる。太陽系に原材料を供給した晩期星はすでに寿命を終えているが、現在、晩期星周で形成されているダストは、赤外線分光を用いて観測することができる。さらに ALMA を代表とする高空間分解の電波干渉計観測により、恒星での星周ダスト形成領域を観測的に調べることも可能となっている。このような観測と、ダスト形成環境を模擬した実験を組み合わせることで、観測されるダストがどのような形成過程を経たものであるかの知見を蓄積できる。さらに先太陽系粒子から得た情報と比較することによって、先太陽系粒子の形成環境や変質の歴史とともに、先太陽系粒子のダストとしての特殊性や普遍性を明らかにすることができるだろう。

2章では、酸素に富む晩期星で形成した先太陽系粒子に関する知見、3章では、晩期星でのダスト形成について説明した上で、4、5章では筆者がこれまでおこなってきた研究の紹介をする。4章では、アルミナに富むAGB星でのダスト形成と恒星風の加速機構について、5章では、隕石中に先太陽系粒子として存在するアルミナダストに関する研究について述べ、先太陽系粒子を鍵に、太陽より一世代前の恒星へと物質科学的につなげる試みを紹介したい。

2. 太陽系の原材料・先太陽系粒子

先太陽系粒子は、太陽系では形成できないほど大きな同位体異常を示し、太陽形成前に晩期星周囲で形成したと考えられている。太陽系形成前に作られていても、太陽系の物質と同位体組成で区別ができないものも存在する可能性がある。そのため、現在定義されている先太陽系粒子は、太陽系形成以前から生き残っている物質の少なくとも一部というべきであろう。先太陽系粒子は、変質をほとんど受けていない炭素質コンドライトや彗星由来と考え

られている惑星間塵に多く含まれている。先太陽系粒子を最も多く含む始原的隕石においても、先太陽系珪酸塩は隕石全体の60 ppm(マトリクス中で200 ppm)程度しか存在しない。先太陽系粒子には、ナノダイヤモンド、グラファイト、SiCなどの炭素に富む物質と、アルミナ (Al_2O_3)、スピネル (MgAl_2O_4)などの酸化物、主に非晶質の珪酸塩などの酸素に富む物質がある。酸素に富む先太陽系粒子のうち、珪酸塩が最も豊富で、酸化物はおよそ一桁少ない [1]。酸素に富む先太陽系粒子の酸素 (図1) やアルミニウム、マグネシウムの同位体組成、また、一部の粒子に関してはSi, Ti, Crなどの同位体組成が測定され、先太陽系粒子の起源は、主に低-中質量の赤色巨星やAGB星で、一部は新星や超新星爆発に由来することがわかってきた。

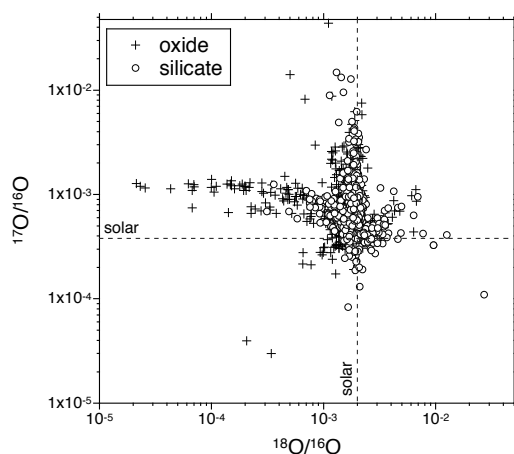


図1：先太陽系粒子(珪酸塩および酸化物)の酸素同位体組成 (データはthe Presolar Grain Databaseより[2])。

3. 質量放出星でのダスト形成

晩期星は、恒星風や超新星爆発とともに、大量のガスやダストを宇宙空間に放出する。特に、低-中質量の晩期星であるAGB星は、高い質量放出率に特徴づけられ、銀河系における主な物質供給源である。例えば、太陽程度の質量のAGB星であれば、現在の太陽風 ($10^{-14} M_{\text{Sun}}/\text{year}$) より6から10桁近く高い質量放出率となる。質量放出星の恒星風速度は数 km/sから最大で30 km/sにも達し、この恒星風とともに大量の物質を宇宙空間に放出する。恒

星風を加速させるためには、重力に打ち勝つ力が必要である。加速機構としては、恒星からの輻射圧による加速（輻射駆動風）とガス圧勾配による加速（熱駆動風）、音波や衝撃波、アルフベン波などの波による加速機構がある。中でも輻射駆動がもっとも効果的な質量放出機構であると考えられている [3]。

輻射駆動風は、高い光度を持った天体の光を、吸光度の高い物質（原子や分子、ダスト）が受けることで引き起こされる。ダストが主な光の吸収源である場合は特に、ダスト駆動風(dust-driven-wind)と呼ばれる [4]。AGB星のダスト形成は恒星のごく近傍（<数恒星半径）の恒星大気外層で始まる。気相から凝縮したダストは、恒星からの輻射圧を受けて外側に加速され、ダストは周囲のガスを摩擦により加速させる。

恒星周囲に存在するダストは、中心星の可視光や紫外線を吸収し、赤外線を放射する。星周ダストの赤外スペクトルは、分子の伸縮振動や変角運動エネルギーに対応しているため、組成や結晶構造の情報を含んでいる。そのため、実験室で測定された鉱物や合成試料の赤外スペクトルと、観測スペクトルを比較することで、星周環境にどのようなダストが存在するかを推定することができる [e.g., 5]。特に結晶質の鉱物は、結晶構造の周期性を反映して比較的鋭いピークを示すため、複数のピーク波長を用いることで、鉱物相の同定が可能となる。一方、非晶質物質は、結晶構造に長周期構造を持たないためにブロードな赤外スペクトルを示す。そのため、結晶質ダストと比べて観測スペクトルからその性質を推定することは困難である。しかし、組成や温度によってブロードピークの波長が変化することが知られており、組成の推定も行われる。組成と結晶構造の他にも、温度、サイズ、粒子形状、集合体か否かによって、スペクトルは変化する。そのため、多様なパラメータがスペクトルにどのように影響を与えるかが実験室において調べられ、候補鉱物の赤外吸収スペクトルをもちいた観測スペクトルのフィッティングにより、星周ダストの同定が進められてきた [6]。

AGB星は、進化に応じてC/O比が大きくなる。C/O比が1より小さいものをM型星、およそ1の星をS型星、そして1より大きいものをC型星と呼ぶ。酸素に富むM型のAGB星で観測された星周ダスト

として、非晶質珪酸塩、結晶質珪酸塩 (Mg_2SiO_4 , MgSiO_3), 酸化物 (Al_2O_3 , MgAl_2O_4 , $[\text{Mg}_x, \text{Fe}_{1-x}] \text{O}$) などがある [6]。

4. アルミナに富むAGB星の謎

4.1 星周難揮発性ダスト

酸素に富む晩期星の高温の大気が冷却すると、ダストとして最初に凝縮するのは、難揮発性の酸化物であると考えられている。結晶質 Al_2O_3 であるコランダム ($\alpha\text{-Al}_2\text{O}_3$) は、最も豊富な難揮発性の鉱物であり、最初に凝縮する星周ダストとして取り扱われることが多い。コランダムの他に、Tiの酸化物であるルチル (TiO_2) や ZrO_2 も候補であるが、元素存在度はAlに比べて格段に低い。

難揮発性ダストは、珪酸塩などより低温で凝縮するダストの凝縮核となりうる。さらに、後述するように、珪酸塩と同等な量のアルミナダストが存在するAGB星も多くある。難揮発性のダストがどのようにできているのか、その多様性を知ることは、ダスト形成と進化を考える際のスタート地点となる。

4.2 結晶質星周難揮発性ダスト: 13 μm フィーチャー論争

赤外線分光観測により、酸素に富むAGB星の約40%から13 μm に単独のピークをもつダスト放射が観測されている [e.g., 7]。この放射の起源としては、コランダム、スピネル、シリカなどが提案されてきた [7-12]。シリカは8.7-9 μm に強いピークを示すが、13 μm に伴う8.7-9 μm のピークの観測はされていない。球形のコランダムは12.7 μm に強いピークと13.2 μm に弱いピークを示す。球形のスピネルは、13.0-13.2 μm に強いピーク、16.8 μm に弱いピークを示す。13 μm フィーチャーに伴う2つのピーク (16.8および32 μm) を根拠にスピネルが13 μm フィーチャーの起源であると主張されていたが [8, 11]、後に16.8 μm のピークは CO_2 の分子線であると示された [7]。このように、13 μm フィーチャーは、酸素に富むAGB星に普遍的に観測されるにもかかわらず、その起源は長く論争のままであった。

筆者らは、コランダムの成長実験をおこない、コ

ランダムなa, c, m結晶面に直交する方向への成長速度の異方性を求めた [13]. その結果, 凝縮コランダムがc軸にやや扁平な形状になると予想した. さらに, そのような形状のコランダムが放射する赤外スペクトルは, 13.2 μm のサブピークを伴わず, 観測される13 μm をよく説明することを示した (図2). ピークの半値幅はダストのサイズやアスペクト比にわずかな分布があれば説明できることも示した. さらに, Zeidlerら [14]は, 室温から928 Kまでのコランダムとスピネルの反射スペクトル測定から光学定数を求めた. 高温になるほどコランダムもスピネルも主ピーク位置が長波長になり, コランダムは300–928 Kで12.73–12.94 μm にピークを示し, スピネルは13.17–13.53 μm にピークが移動することを明らかにした. この結果は, 室温より高温になるとスピネルは観測されるより長波長にピークがシフトしてしまうことを意味する. Zeidlerら [14]はまた, 筆者らの結果を元に, c軸にやや扁平なコランダムの場合, 300–738 Kで12.92–13.07 μm となり, 観測をよく説明できることを示した. 温度, サイズ, 形状というパラメータを考慮すると, 13 μm フィーチャーはスピネルでは説明ができず, 複数のパラメータを変化させても説明ができるコランダムと考えるのが妥当であると結論づけられた.

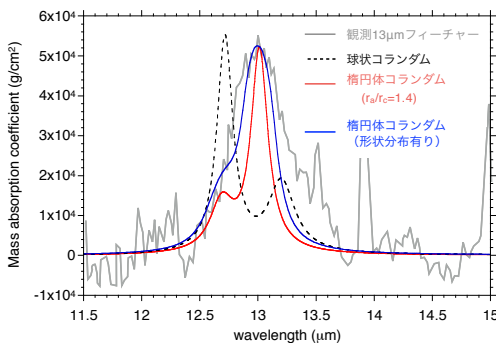


図2：宇宙望遠鏡ISOで観測された13 μm フィーチャーの平均値 (灰色)と球状コランダム(破線), c軸にやや扁平な楕円体コランダム(赤色), 形状分布をもたせたc軸にやや扁平な楕円体コランダム(青色)の比較([13]を改変)。

4.3 星周非晶質アルミナの正体

非晶質の珪酸塩は~10 μm と18 μm にピークをもつブロードなスペクトルを示すことがよく知られて

いる. 酸素に富むAGB星のうち, 非晶質珪酸塩ダストに由来する10 μm のブロードフィーチャーが卓越する天体がおよそ半数ある. このような天体を“珪酸塩に富むAGB星”と呼ぶ. 一方, 10 μm に比べて12 μm のブロードフィーチャーが卓越するような天体はおよそ40%存在する [7]. このような天体を“アルミナに富むAGB星”と呼ぶ. これは, Al_2O_3 組成をもつ固体を一般的にアルミナと呼び, 12 μm のブロードフィーチャーが非晶質のアルミナでよく説明できるためである [e.g., 7]. 13 μm フィーチャーを示す天体は, ほぼすべての場合, ~12 μm にピークをもつブロードなダストフィーチャーを伴っている. アルミナに富むAGB星周には, 珪酸塩ダストと同等の量のアルミナダストが存在すると考えられている. 太陽系の元素存在度仮定するとAlはSiに比べて一桁以上量が少ないにも関わらず, アルミナダストがなぜ豊富に存在するのか. 本節では, このアルミナに富むAGB星の“アルミナ”がどのようなダストであるかを議論する.

アルミナは様々な結晶構造をもつことが知られている. 熱力学的に安定な結晶構造は一つで, コランダム ($\alpha\text{-Al}_2\text{O}_3$)である. それ以外の結晶質アルミナは, すべて遷移アルミナと呼ばれる準安定なアルミナで, 酸素パッキングが面心立方格子構造(face-centered cubic, fcc) 構造をもつ $\gamma\text{-Al}_2\text{O}_3$, $\delta\text{-Al}_2\text{O}_3$, $\lambda\text{-Al}_2\text{O}_3$, $\theta\text{-Al}_2\text{O}_3$ と, 六方最密格子構造(hexagonal close-packed, hcp)をもつ $\alpha\text{-Al}_2\text{O}_3$, $\kappa\text{-Al}_2\text{O}_3$, $\chi\text{-Al}_2\text{O}_3$ などがある.

酸素に富むAGB星から観測される12 μm のブロードフィーチャーは, 当初, 星周 γ アルミナダストの放射によるものであると考えられていたが [15], ゴルゲル法で合成した非晶質アルミナで観測スペクトルをよりよく説明できることが示されると [16], 以降数多くの論文で, この非晶質アルミナが12 μm ブロードフィーチャーの放射源として用いられてきた.

コランダムは熱力学的に高温で安定なので, 平衡に近い条件であれば, 多様な元素からなる星周ガスからコランダムが凝縮すると考えられる. しかし, 非晶質アルミナを形成するためには, ガスの急冷など極端な非平衡環境が必要である. 非晶質のアルミナが凝縮するような非平衡条件で, アルミニウムと酸素だけを選択的に固体に取り込むことが可能なのだろうか.

筆者らは、アルミナに他の元素が固溶した場合に、どのようなダストが形成されるかを調べるために、高温ガスの急冷環境が再現できる、誘導熱プラズマ (Induction thermal plasma; ITP) 装置を用いて Al-Mg-O, Al-Si-Mg-O 系での凝縮実験をおこなった [17]. 出発物質として、金属アルミニウム, MgO 粉末, シリコンを用い、出発物質中の Al/Si もしくは Al/Mg 比を変化させた実験をおこなった. 出発物質は、10000K 程度 of アルゴンと酸素からなるプラズマガス中に送られ、溶融・ガス化する. ガスは 10^4 - 10^5 K/s で急冷し、固体微粒子が凝縮する. 凝縮した試料を回収し、粉末 X 線回折, 透過型電子顕微鏡観察, フーリエ変換赤外分光 (FT-IR) 分析をおこなって、試料の同定および観測との比較をおこなった.

その結果、ITP 装置のような急冷条件であっても、非晶質アルミナだけが凝縮することではなく、準安定な遷移アルミナの一つである δ アルミナが主に生成することがわかった. この結果は先行研究とも調和的である [18]. Si を 10% 程度含むと、一部は非晶質に、一部は酸素原子が fcc 構造を保ったまま、 λ もしくは γ アルミナ構造をとることがわかった. さらに Si が多くなると、 $\text{Al}/(\text{Si}+\text{Al}) = 0.75$ までは、凝縮物の組成は出発物質の平均とほぼ同じだが、Si と Al が同程度入った出発物質 ($\text{Al}/(\text{Si}+\text{Al}) = 0.5$) からの凝縮物は、組成が不均一で、Al に富む非晶質、ムライト、そして Si に富む細粒 (<20 nm) の粒子が見られた.

Al と O だけを含む急冷ガスから凝縮した δ アルミナの赤外吸収スペクトルは、12 μm にピークをもつブロードフィーチャーの上に、10-20 μm にかけて多数のピークを示す. このような鋭いピークは観測と合わない. また、Si 含有量が 25% より多くなると、12 μm ピークに対して、10 μm のピークが強くなり、同様に観測と合わなくなる. 一方、Si を 10% ほど含むアルミナは、12 μm にピークを示し、観測をよく説明できることを明らかにした (図 3). つまり、酸素に富む AGB 星から観測される 12 μm のブロードフィーチャーの起源は、従来考えられていた非晶質アルミナだけではなく Si を不純物として含む準安定アルミナダストでもよいことを示唆している.

実験室においては、ゾルゲル法以外にも、スパッ

タ蒸着などで非晶質アルミナを合成する方法もあるが、星周条件下でおこるかは不明である. また、観測ロケットを利用した凝縮実験では、通常の重力下では δ アルミナが凝縮する条件においても、微小重力下において、コランダムの凝縮がおこることが示されており、重力の影響も考慮されるべきであろう [18, 19]. 普遍的に観測される星周アルミナの正体が完全に理解されるためには、観測スペクトルを再現することと、星周環境で無理なく形成できる過程を示すことの両面が合わさる必要があるだろう.

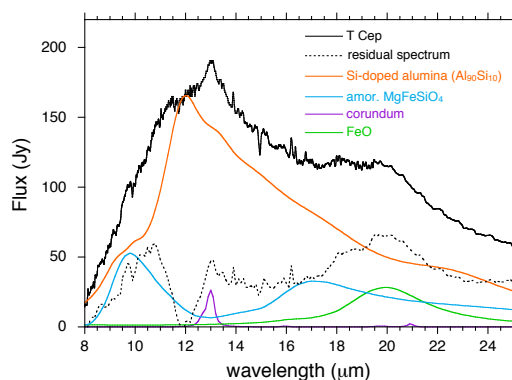


図3: 酸素に富むAGB星T Cepのダスト放射スペクトル(黒実線)と、実験室で得られたダストアナログ物質の赤外スペクトルの比較 ([17]を改変). 点線は、T Cepのスペクトルから、実験で得られたSiを10%含むアルミナのスペクトル(オレンジ)を差し引いたもの.

4.4 アルミナに富むAGB星でのダスト形成と恒星風の加速

アルミナに富むAGB星の非晶質珪酸塩とアルミナのダスト量の比を説明するためには、太陽系元素存在度とAlがすべてアルミナダスト形成で消費されたと仮定して、およそ90%のSiが気相に残っている必要がある. 12 μm ブロードフィーチャーをSiを含む準安定アルミナで説明する場合と、従来のように非晶質アルミナで説明する場合が考えられるが、どちらにせよ、星周ガスからAlを選択的にダストに凝縮させなければならない. 前節で述べたように、実験室でSiを含むアルミナの形成に成功したが、ITP装置においては、基本的にすべてのガスは急冷して固体になるため、固体形成によるガスの分別は再現できていない. 非晶質あるいは準安定ダストを作れるような非平衡条件で、Alおよび一部のSiが選択

的にダストに取り込まれるかどうかは自明ではない。

そこで、筆者らは、アルミナに富むAGB星大気において、選択的にAlがダストに取り込まれ、Siが気相に残っている、という仮説をたて、観測的な検証をおこなった。アルミナに富むAGB星であるうみへび座W星 (W Hya) のAIOおよびSiOガス分子の分布を、アタカマ大型ミリ波サブミリ波干渉計 (Atacama Large Millimeter/ submillimeter Array) を用いて観測した [23]。W Hyaは近傍 (78 pc) にある、典型的なアルミナに富むAGB星で、過去の赤外分光観測から、ダストの58%が非晶質シリケート、34%が非晶質アルミナであると考えられている [20]。赤外線および可視光での偏光観測により、W Hyaは2-3恒星半径にダストシェルをもつことも示されている [21-23]。

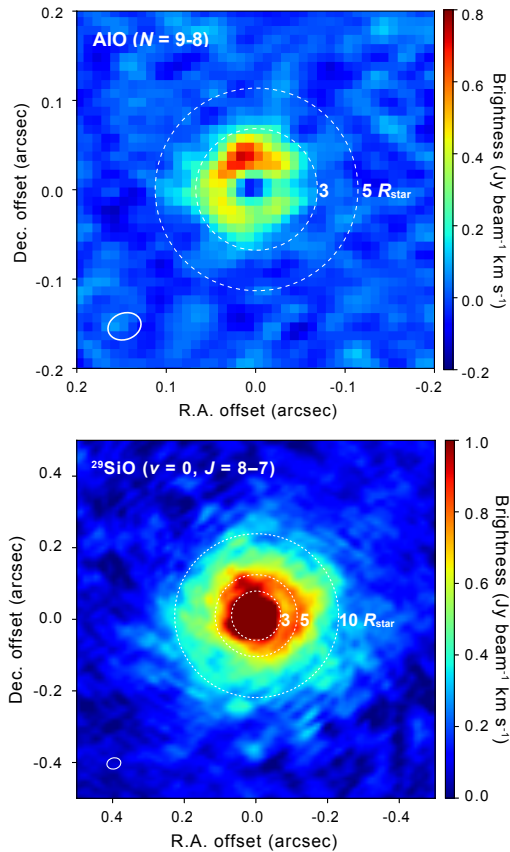


図4: ALMAで観測したW Hyaの(上)AIO ($N = 9-8$)と(下) ^{29}SiO ($\nu = 0, J = 8-7$)の分布。図左下の楕円はビームサイズ、破線は中心星からの距離 ([24] を改変)。

図4に観測したAIO ($N = 9-8$)および ^{29}SiO ($\nu = 0, J = 8-7$)の分布を示す。AIOが恒星から約3恒星半径以内に分布しているのに対し、 ^{29}SiO は10恒星半径以上、 3σ の検出限界で40恒星半径まで分布していることがわかった。

Ohnakaら [22]で観測されたダストの散乱光の分布とAIOの分布を比較すると、両者はきわめてよく一致しており、アルミナダストが主に恒星のごく近傍で形成したことを示唆する。一方、珪酸塩のダスト形成がどの程度おこっていたかを見積もるために、W Hya大気での一次元輻射輸送計算をおこなった。計算では、SiOガス分子のある割合がダスト形成で消費されたと仮定し、その時の恒星からの距離に対する ^{29}SiO 分子の輝度分布を求めた。その結果、観測された ^{29}SiO の分布を説明するためには、加速はダストシェルより外側で起こり、少なくとも ^{29}SiO 分子の70%以上が気相に残っている必要があることがわかった。ダストの赤外分光観測から見積もられたSiOの凝縮量はおよそ10%であり、ガスの観測からもダストの観測からもW Hyaでは珪酸塩の凝縮が効率的におこっていないといえる。

我々が提案するW Hyaの恒星風の加速モデルについて説明する (図5)。ダストシェル内部のダスト質量 ($5^{-10} \times 10^{-10} M_{\text{Sun}}$) を、定常的に形成するアルミナダストで説明しようとする、変光周期を389日、質量放出率を $1.3 \times 10^{-7} M_{\text{Sun}}/\text{yr}$ と仮定して、数十変光周期かかる。つまり、大量のアルミナが脈動大気中に集積していることになる。アルミナは恒星からの光の吸収率は低く、[26]、恒星風の加速が引き起こされないことで説明できる。この間に、脈動する恒星大気において、アルミナ粒子はサブミクロンサイズには十分に成長していると考えられる [25]。光の吸収率の低いアルミナであっても、ミクロンサイズまで成長すると散乱の効果が強くなり、一転して輻射圧を効果的に受けるようになる [27]。さらに、アルミナとは別粒子として、非晶質珪酸塩ダストが起こる。SiOの90%が気相に残っていても、珪酸塩の凝縮によりダスト量は倍増する。もともと濃集していたアルミナに加えて、SiOの一部が珪酸塩ダストになったことにより、恒星風の加速が引き起こされたのだと考えられる。恒星風が加速されると、ガス密度と温度は急速に下がり、ダスト形成効率は大きく下がる。そ

の結果、 SiO の大半が気相に残ったまま放出され、赤外分光観測でみられるようなアルミナに富むAGB星になったのだろう。

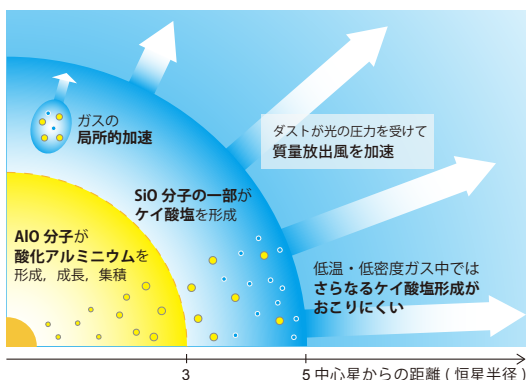


図5: うみへび座W星での酸化アルミニウムとケイ酸塩ダストの形成および恒星風の加速のイメージ図 ([24] を改変)。

5. 先太陽系アルミナ粒子から探る太陽系原材料ダストの形成

先太陽系アルミナ粒子は、1994年に初めて発見されて以降、数百粒子以上報告がある [e.g., 28-34]。隕石中のアルミナの存在度が低いにも関わらず多くの先太陽系アルミナ粒子が発見されたのは、隕石の酸処理により、酸に難溶な酸化物を濃集させ、効率的に分析する手法が多く用いられてきたからである。しかし、先太陽系アルミナ粒子の結晶構造は、ほとんどの場合調べられていない。二次イオン質量分析法による同位体組成測定は、試料表面にイオンビームを照射し、ガス化させる必要があるため、粒子のもともとの表面組織や形状は失われる。同位体測定後に生き残った粒子も、表面から数十nmは一次イオンビームによるダメージ層が残る。これより深い領域はもともとの結晶構造が残されていると考えられ、Stroudら[35, 36]により、先太陽系アルミナ粒子の結晶構造が初めて調べられた。発見した先太陽系アルミナ粒子を集束イオンビーム加工で薄膜化し、透過型電子顕微鏡 (TEM) での分析をおこない、コランダム、非晶質アルミナ、hcp構造のアルミナを報告した。

結晶の外形は、必ずしも結晶の表面エネルギーに支配された理想形にはならず、形成条件によって特

徴的な晶癖・晶相になる場合がある[13, 37-39]。非晶質として凝縮し、その後の再加熱で結晶化した場合、結晶外形は、非晶質ダストの外形を残すこともあるだろう。

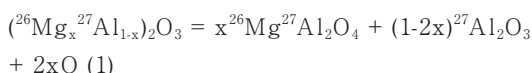
そこで筆者らは、非破壊状態での先太陽系粒子の表面組織の情報を得るため、同位体組成分析に先立って、粒子の組織や結晶構造を分析するという手法をとった [33]。試料は普通コンドライト QUE 97008 (LL3.05), Semarkona (LL3.0), Bishunpur (LL3.15), Roosevelt County 075 (H3.1) の酸処理残渣を用いた。まず、アルミナ粒子一粒一粒の表面組織や形状をSEM観察により記載した。粒子は金箔上に希薄に分散し、SEMステージを回転、傾斜させることで、四ないし五方向からの二次電子像を取得した。その後、すべての粒子に対して二次イオン質量分析法により同位体測定を行った。

その結果、全粒子のおよそ6%が先太陽系粒子であることがわかった。図6, 7に分析を行った先太陽系および太陽系粒子の例を示す。同位体分析前に取得した表面組織や形状の情報から、先太陽系粒子と太陽系粒子には形態上の明らかな違いはないことがわかった(図7, [33])。多くの先太陽系粒子は、粒子表面に凸凹が多く、また、粒子外形も不規則な形状であった。一方、図6で示すように、発達した結晶面に囲まれた半自形の粒子も発見された [34]。これらの先太陽系粒子を薄膜化し、結晶構造や内部組織を調べた結果、調べられた先太陽系アルミナ粒子はすべてコランダムであることがわかった。

(1) 半自形の先太陽系コランダム

QUE 97008の酸処理残渣から、半自形のコランダム粒子QUE060を発見した。この粒子は、r面と呼ばれる $\{011\}$ 面(菱面体晶系で表記)で囲まれており(図6A)、これは、Hartmanが予想した、コランダムが真空中での形成したときに示す発達した結晶面と一致した[37]。したがって、QUE060粒子は、AGB星の大気で気相から直接凝縮したコランダムの存在を示す初めての証拠といえるだろう。さらに、QUE060の内部には、変調構造を伴う ^{26}Mg の濃集領域が複数みられた(図6C)。QUE060は ^{17}O に富み、高い $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ の初生比(~ 0.1)を示すため、低質量のAGB星由来であると考えられる [30]。 ^{26}Al が放射壊変して生じた ^{26}Mg は、コランダム中のMg溶

解濃度100 ppmに対して数桁多い。そのため、高温になると式(1)の反応により、スピネルを析出すると考えられる。



しかし、Mgの濃集領域の結晶構造は、コランダムの基本構造(酸素のhcp構造)を保っており、スピネルはみられなかった。したがって、コランダムが凝縮し、 ^{26}Al がすべて ^{26}Mg に放射壊変した後に、スピネルが形成しない程度のわずかな加熱を受けて ^{26}Mg が濃集したと考えられる。 ^{26}Al の半減期は約70万年で、星周ダストの形成タイムスケールに比べて十分に長い。したがって、加熱を受けたのは、星間空間に放出されて以降と考えられる。同位体異常を残していることから、加熱環境としては、周囲に酸素原子の少ない、星間空間がもっとも可能性が高いと考えられる。次節で述べるように、凹凸のある表面組織は星間空間でのエネルギー粒子線との衝突に起因すると考えられるため、QUE060はAGB星から放出されてから比較的早く分子雲に取り込まれたか、周囲が他のダストなどで覆われて守られていた可能性がある。

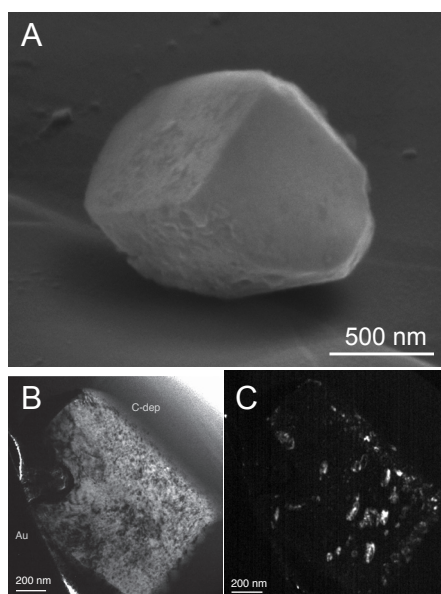


図6: 半自形の先太陽系コランダムQUE060の二次電子像(A)とTEM明視野像(B)および変調構造の暗視野像(C)。発達した結晶面は $r\{011\}$ 面 ($[34]$ を改変)。

(2) 不規則形状・凹凸表面組織を示す先太陽系コラ

ンダム

不規則形状の先太陽系アルミナ粒子(図7左)の起源は、不規則形状の非晶質アルミナが凝縮し、その後の加熱で結晶化した、もしくは、もともとは自形や半自形であったが、粒子の衝突などで破壊され形状が変化した結果であると考えられる。先太陽系粒子が受ける変質過程の内、母天体での熱や水質変成は、先太陽系粒子の同位体異常を失わせる。星間空間における、超新星爆発による衝撃波で加速されたガスとダストの衝突や、ダスト同士の衝突、宇宙線の照射は、主な星周ダストの破壊過程であると考えられている。そのため、星間空間での変質過程を模擬して、コランダムに対するイオン照射実験をおこなった。そのうち、50 keVの He^+ イオンを照射したコランダムに対し、隕石から酸化物を抽出するための酸処理と同じ処理を行い、その時の表面組織の変化を調べた。その結果、イオン照射によるダメージ層が酸に溶解することで、先太陽系粒子や太陽系粒子にみられるような凹凸組織をよく再現することがわかった。したがって、先太陽系粒子や太陽系粒子の表面に多くみられる凹凸組織(図7)は、星間空間でのエネルギー粒子線や太陽系での太陽風照射などによる何らかの原因ダメージ層が酸処理により取り除かれた結果である可能性が高い。酸処理による表面組織変化については、SiC粒子に関して過去に報告があり、酸処理残渣中の多くの種類の粒子において、酸処理により表面組織が失われている可能性ある[40]。準安定なアルミナや非晶質アルミナもこの酸処理で溶解してしまうため、結果として先太陽系アルミナにはコランダムが多く発見されると考えられる[33]。同様の表面組織をもつ太陽系粒子(図7)に関しては、太陽風の照射によるダメージ、あるいは、原始太陽系円盤での衝撃波などによる水素イオンの照射によるダメージ層の形成などが考えられる。

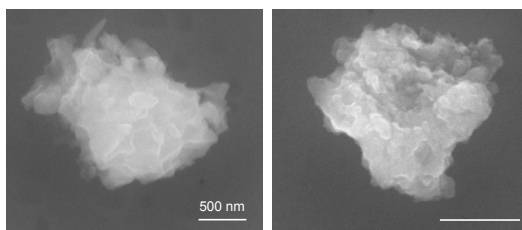


図7: 不規則形状・凹凸に富む表面組織を示す先太陽系コランダム(左)と太陽系コランダム(右) ([33]を改変)。

(3) 酸素に富むAGB星大気からの最初の凝縮物

ダスト内部に酸化チタンの微粒子を複数含むコランダムを発見した。これは、先太陽系粒子にも太陽系粒子にもみられた。酸化チタン粒子が複数であること、コランダム粒子の中央に存在しないことから、コランダムの凝縮核になったのではなく、成長中に取り込まれたか、Tiを固溶したコランダムが形成し、酸化チタンを析出したと考えられる。

気相からダストが形成する時、すでに存在するダストを核として凝縮する場合(不均質核形成)と、自ら核形成をしてダストが形成する場合(均質核形成)がある。同じ化学組成・結晶構造のダストでも、均質核形成する必要があるかどうかでダスト形成条件は大きく異なる。そのため、酸素に富むAGB星で最初に凝縮するダストに関して議論がなされてきた。星周コランダムがすべて均質核形成であるとはいえないが、このような粒子は星周ダスト核形成を議論する上での強い根拠となるだろう。

これまで発見した先太陽系コランダム粒子は、分析のバイアスも含まれるが、多くが $1\ \mu\text{m}$ 程度の大きさである。珪酸塩に富むAGB星では、コランダムは観測されておらず、また、珪酸塩が豊富に凝縮できる環境では、コランダムが成長することは難しいと考えられる。そのため、ミクロンサイズの先太陽系アルミナは、先に述べたアルミナに富むAGB星を起源としていると予想される。今後、先太陽系珪酸塩の多様性や先太陽系アルミナのサイズによる特徴の違いを調べることで、珪酸塩にとむAGB星とアルミナに富むAGB星でのダスト形成の違いを議論できるだろう。

6. おわりに

筆者らの星周アルミナ・先太陽系アルミナ粒子の研究を通して得られた、アルミナに富むAGB星でのダスト形成から太陽系に至るまでのシナリオについて述べる。恒星のごく近傍でコランダムが最初の凝縮物として凝縮し、それと同時に、やや外側の領域で非晶質もしくは(Siをわずかに含む)準安定なアルミナが凝縮する。非晶質や準安定アルミナの形成領域の温度は、コランダムに結晶化しない1100K以下の温度であろう。コランダムと非晶質／準安定アルミ

ナは、脈動する大気の中で、ともに1ミクロン程度まで成長する。アルミナの成長、および珪酸塩が凝縮し始めることにより、恒星風の加速が引き起こされ、ダストとガスは宇宙空間に放出される。一部のダストは始原的な特徴を保ったまま分子雲に取り込まれるが、ほとんどのダストは、宇宙線や超新星爆発の衝撃波により加速された水素やヘリウムイオンとの衝突により損傷を受け、二次的な表面組織や構造となったと考えられる。きわめて断片的な知見を強引につなぎ合わせることは注意が必要だが、このようなシナリオは今後の議論のたたき台となりうるだろう。今後、先太陽系珪酸塩粒子の鉱物学的記載、珪酸塩に富むAGB星におけるダスト形成の観測・理論的理解を進めることで、より包括的な議論をおこなうことが重要である。

宇宙鉱物学 (Astromineralogy) は、赤外分光観測技術の発展とともに開拓され、実験室での赤外スペクトル測定と理論的なダストスペクトルの研究と合わさり、どのような星にどのようなダストが存在するのか、という記載宇宙鉱物学的研究から進められてきた。星周ダストの赤外放射スペクトルは、星周ダストのさまざまな情報が縮退しており、手にとって分析ができる鉱物ほど正確で定量的な情報を得ることができない。そのため、様々なパラメータをもつダストのスペクトルを用いてスペクトルフィッティングを行い、もっとも合うものを見つける、という手法がしばしばとられてきた。しかし、そのようなダストが形成するか、という観点を入れると、パラメータは無限ではなくなる。例えば、我々のITP装置を用いた実験により、急冷条件でも非晶質アルミナができるとは限らないこと、そして、Siを10%含むアルミナダストが気相から凝縮可能であり、非晶質アルミナでなくとも、観測を説明できるということを明らかにした(4.3節)。この結果は、これまでのアルミナに富むAGB星のアルミナは非晶質アルミナである、という常識を再考するきっかけになると期待している。それだけでなく、宇宙鉱物学において、「観測スペクトルを再現するかどうか」と同時に、「非平衡あるいは実際の星周環境で形成可能かどうか」という点が同じくらい深く議論されるべきであると考ええる。そのため、より質の高い室内ダスト合成実験データを取得し、さらに“動かぬ証拠”である先太陽系粒子の

分析から星周ダスト形成の条件を見出す努力を続けることが重要であろう。

謝辞

本稿は日本惑星科学会2018年度最優秀研究者賞受賞記念論文として執筆いたしました。本稿で紹介した研究は、推薦して下さった橘省吾教授をはじめ、数多くの研究者の方々との共同研究で進めて参りました。この場をお借りしてお礼申し上げます。5年間に渡り、自由でアカデミックな環境での研究活動を提供し、支えて下さった京都大学白眉センターと関係者の皆様に、深く感謝いたします。また、本稿の査読者である塚本尚義教授にお礼申し上げます。

本研究は、科学研究費助成事業 学術研究助成基金 助成金 若手研究 B (15K17787), 基盤研究 B (16H04080, 19H01935), 基盤研究 A (19H00712) の助成を受けています。

参考文献

- [1] Amari, S. 2014, *Mass Spectrometry* 3, S0042.
- [2] Hynes, K. M. and Gyngard, F., 2009, *Lunar and Planetary Science XXXX*, 1190.
- [3] Höfner, S. and Olofsson, H., 2018, *The Astronomy and Astrophysics Review* 26, 1.
- [4] Sedlmayr, E. and Dominik, C., 1995, *Space Sci. Rev.* 73, 211.
- [5] 茅原弘毅 他, 2006, *遊星人* 15, 44.
- [6] Henning, T., 2010, *Astromineralogy* (Springer).
- [7] Sloan, G. C. et al., 2003, *Astrophys. J.* 594, 483.
- [8] Posch, T. et al., 1999, *Astron. Astrophys.* 352, 609.
- [9] Posch, T. et al., 2003, in *Exploiting the ISO Data Archive Infrared Astronomy in the Internet Age, Features of oxide dust particles in circumstellar shells of AGB stars*, 141.
- [10] Speck, A. K. et al., 2000, *Astron. Astrophys. Sup.* 146, 437.
- [11] Fabian, D. et al., 2001, *Astron. Astrophys.* 373, 1125.
- [12] DePew, K. et al., 2006, *Astrophys. J.* 640, 971.
- [13] Takigawa, A. et al., 2015, *Astrophys. J. Supp. Ser.* 218, 2.
- [14] Zeidler, S. et al., 2013, *Astron. Astrophys.* 553, A81.
- [15] Onaka, T. et al., 1989, *Astron. Astrophys.* 218, 169.
- [16] Begemann, B. et al., 1997, *Astrophys. J.* 476, 199.
- [17] Takigawa, A. et al., 2019, *Astrophys. J.* 878, L7.
- [18] Ishizuka, S. et al., 2016, *Chemistry of Materials* 28, 8732.
- [19] Ishizuka, S. et al., 2018, *Nature Communications* 9, 3820.
- [20] Khouri, T. et al., 2014, *Astron. Astrophys.* 570, A67.
- [21] Norris, B. R. M. et al., 2012, *Nature* 484, 220.
- [22] Ohnaka, K. et al., 2016, *Astron. Astrophys.* 589, A91.
- [23] Ohnaka, K. et al., 2017, *Astron. Astrophys.* 597, A20.
- [24] Takigawa, A. et al., 2017, *Sci. Adv.* 3, eaao2149.
- [25] Gobrecht, D. et al., 2016, *Astron. Astrophys.* 585, A6.
- [26] Woitke, P., 2006, *Astron. Astrophys.* 460, L9.
- [27] Höfner, S., 2008, *Astron. Astrophys.* 491, L1.
- [28] Hutcheon, I. D. et al., 1994, *Astrophys. J. Lett.* 425, L97.
- [29] Huss, G. R. et al., 1994, *Astrophys. J.* 430, L81.
- [30] Nittler, L. R. et al., 1994, *Nature* 370, 443.
- [31] Nittler, L. R. et al., 2008, *Astrophys. J.* 682, 1450.
- [32] Floss, C. and Stadermann, F. J., 2012, *Meteorit. Planet. Sci.* 47, 992.
- [33] Takigawa, A. et al., 2014, *Geochim. Cosmochim. Ac.* 124, 309.
- [34] Takigawa, A. et al., 2018, *Astrophys. J. Lett.* 862, L13.
- [35] Stroud, R. M. et al., 2004, *Science* 305, 1455.
- [36] Stroud, R. M. et al., 2007, *Lunar and Planetary Science XXXVIII*, 2203.
- [37] Hartman, P., 1980, *Journal of Crystal Growth* 49, 166.
- [38] Takigawa, A. et al., 2009, *Astrophys. J. Lett.* 707, L97.
- [39] Ozawa, K. et al., 2012, *Am. Mineral.* 97, 80.
- [40] Bernatowicz, T. J. et al., 2003, *Geochim. Cosmochim. Ac.* 67, 4679.