

特集「はやぶさ帰還試料の分析で分かったこと」

はやぶさ試料の希ガス同位体組成にもとづく
太陽風照射の履歴解読馬上 謙¹, 松田 伸太郎², 岡崎 隆司³, 野口 高明⁴

2013年4月8日受領, 2013年4月24日受理.

(要旨) 2010-2011年に実施された「はやぶさ試料初期分析」のひとつとして希ガス同位体分析が行われた。はやぶさ試料のHeやNeの同位体組成は太陽風の値と一致し、はやぶさ試料はイトカワの最表層に存在していた粒子であることが証明された。それら初期分析とそれに引き続くはやぶさ試料の分析により、小天体レゴリス粒子の宇宙風化による変質過程が明らかにされようとしている。本論文は希ガス同位体分析によって明らかにされた希ガス同位体組成と宇宙風化との関連性、および最先端の分析手法を用いたはやぶさ試料分析から期待される結果について述べる。

1. 序 論

大気を持たない小天体の表面は、天体衝突・レゴリス形成・ガーデニングや太陽風・太陽宇宙線照射・銀河宇宙線の照射、微小隕石の衝突などの様々な過程を経ている。天体表面は地上及びリモートセンシングなどにより、その表面の様々な波長におけるスペクトル測定や可視像撮影などが行われている。特に可視から近赤外域の反射スペクトルからは表面を構成する主要な鉱物存在度が推定でき、隕石物質との直接比較が可能であるため重要である。また、小惑星表面構造の高解像度写真からクレーターや岩塊の形状、サイズ、空間分布などの情報が得られ、天体の経験した衝突・破壊活動に関する知見を与えてくれる。

イトカワ表面の地形・構造の観察がはやぶさ探査機によってなされ、表面のクレーター密度からイトカワ表面の年代が75 Myr-1 Gyrと見積もられている[1]が、これまで予想されていた直径数100 mの天体同士の衝突破壊寿命(数十 Myr; [2])より長い。また、リモートセンシングによる反射スペクトルからはS型小惑星で

あることが確認された[3]。X線蛍光分析ではイトカワの化学組成はLLコンドライト的であることも判明した[4]。

2010年のはやぶさ地球帰還後に、「はやぶさ初期分析(The initial analysis of the HAYABUSA samples)」において化学組成分析、結晶構造解析、同位体組成分析などが行われた。はやぶさ試料はLLコンドライト的な全岩化学組成を持ち、その不均一性や鉱物化学組成は岩石学的タイプ4-6に相当することが判明し、リモートセンシングの結果を支持するものであった[5]。また、酸素同位体分析もLLコンドライトの値と矛盾しない結果であった[6, 7]。

一方、はやぶさ試料の極表面の数nmから数十nmの領域は「宇宙風化層」と呼ばれる金属ナノ粒子を含む層が存在することが判明した[8, 9]。宇宙風化層は月表土の微粒子においても研究が広くなされており、その成因は宇宙線・太陽風照射による非晶質化・還元作用および衝突加熱によって生成された蒸発物の再凝縮によるものとされている[10]。一方、走査型透過電子顕微鏡(STEM)観察によると、はやぶさ試料表面の宇宙風化層は主に太陽風照射に起因すると考えられている[9]。

はやぶさの持ち帰った試料は天体表層微粒子をサンプリングしたものであり、宇宙風化層形成時には太陽

1. 北海道大学 創成研究機構
2. 東京大学大学院 理学系研究科
3. 九州大学大学院 理学研究院
4. 茨城大学 理学部
bajo@ep.sci.hokudai.ac.jp

風や太陽宇宙線、銀河宇宙線を照射されていたことになる。このような照射の履歴は太陽風起源の元素や宇宙線による核反応生成核種を分析することで解明され得る。本稿では[11]による希ガス同位体分析をもとに、イトカワ表層での太陽風および銀河宇宙線照射の履歴に関してこれまでに判明したことを述べる。

2. 太陽風・銀河宇宙線と物質の相互作用

太陽風はHとHeを主成分とした1核子当たり数keVの運動エネルギーを持つプラズマ流であり、その飛程はケイ酸塩鉱物では100 nm程度($4 \times 10^{-5} \text{ g/cm}^2$)¹⁾である。その他に太陽フレアにともない放出される、より高エネルギー(1-100 MeV)の太陽宇宙線や主に陽子からなるさらに高エネルギー(数 MeV-数 GeV)の銀河宇宙線が宇宙空間を飛び交っている。太陽風及び太陽宇宙線のフラックスは太陽の距離の逆二乗に比例して減少していくが、太陽系外を起源とする銀河宇宙線は太陽系内を等方的に飛び交っている。そのためフラックスは地球近傍では太陽風が圧倒的に高いため(太陽風フラックス@1 AU: $3 \times 10^8 \text{ protons/cm}^2/\text{sec}$, 太陽宇宙線フラックス@1 AU: $100 \text{ ions/cm}^2/\text{sec}$, 銀河宇宙線フラックス: $100 \text{ ions/cm}^2/\text{sec}$ [12]), 天体表層物質の極表面は主に太陽風の影響を反映していると考えられる。

銀河宇宙線は標的物質表面から数m(10^3 g/cm^2)の深さの標的物質構成原子核と相互作用し、多種の銀河宇宙線起源核種が生成・蓄積される。銀河宇宙線起源の希ガスは同位体比が1に近い特徴があり、太陽風や地球大気など他の希ガスと区別することが可能である。また、太陽宇宙線も物質の極表面(<数cm)に太陽宇宙線起源核種を生成し、その同位体比は銀河宇宙線起源のものと異なっている[13]。

物質中の宇宙線照射起源希ガスの濃度とその生成率²⁾から、宇宙線の照射を受けた時間(宇宙線照射年代)を算出することが可能である。これら、太陽風や宇宙線照射の影響は様々な元素組成や同位体組成に変化をもたらすが、水素・希ガス以外の元素は固体中の元々存在する元素量を大きく上回ることが少なく、組成の変

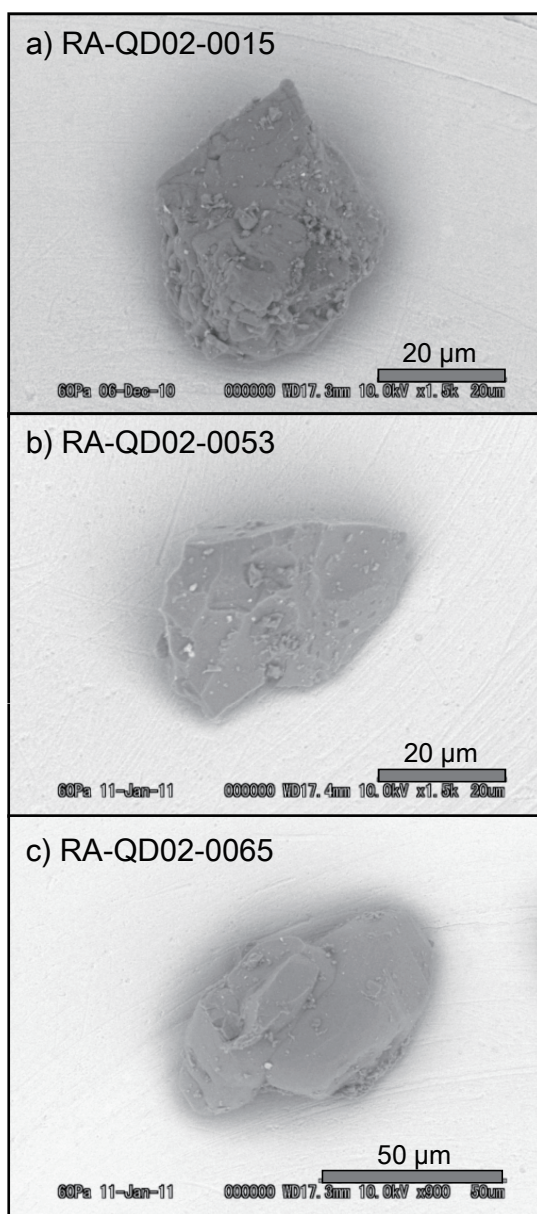


図1：希ガス同位体分析に用いられたはやぶさ試料の電子顕微鏡写真。

動を見いだすことは困難である。一方、希ガスは一般的に固体中含有量が極めて低く二次的な同位体の付加・変化がわずかであっても有意な差として検出可能である。こうした理由のため、希ガス同位体を用いた地球外物質の太陽風・宇宙線照射の影響に関する研究がこれまで広く行われてきた[e.g., 13, 14]。

はやぶさ試料では、隕石や宇宙塵のように母天体放

1. 柱密度は岩石の密度 $\sim 4 \text{ g/cm}^3$ に注入深さ100 nmをかけたもの。

2. 宇宙線フラックス、標的物質化学組成、反応断面積、標的物質自身による宇宙線遮蔽効果の積で求めることができる。

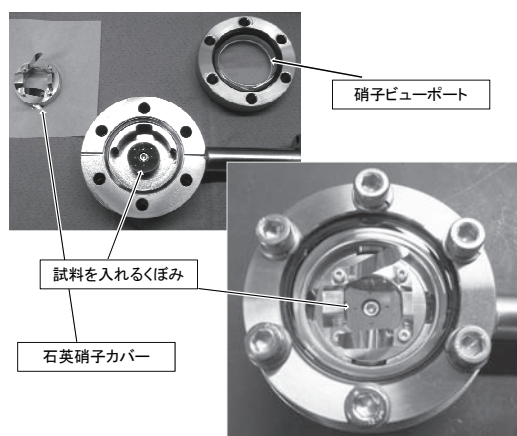


図2：希ガス同位体分析専用真空容器。試料をくぼみに入れた後、粒子が損失ないようにガラスカバーをかける。その後、ガラスビューポートを閉める。ここまでの作業は、JAXAのキュレーション施設にあるクリーンチェンバ内で高純度窒素雰囲気にて行われた。その後、東京大学に移送され、大気に晒すことなく真空排気され、希ガス分析が行われた。

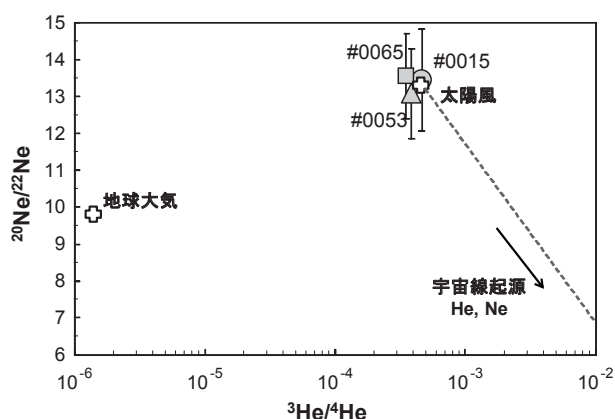


図3：はやぶさ試料から抽出されたHeとNeの同位体比。

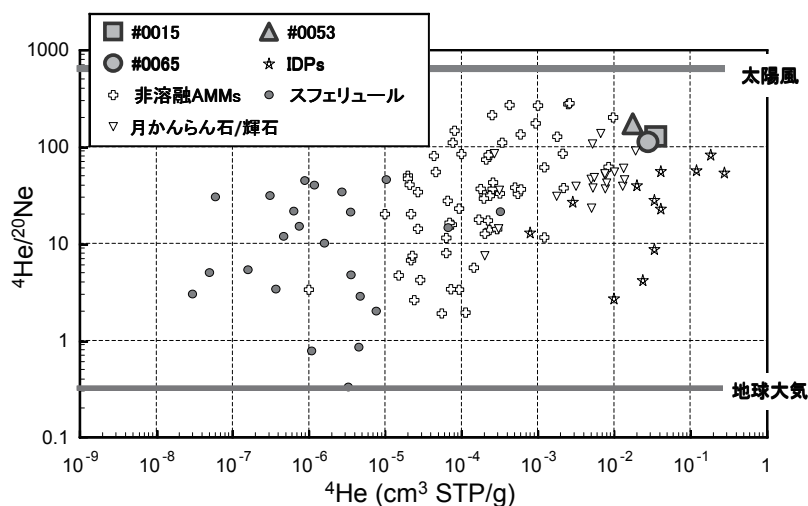


図4：はやぶさ試料と太陽風起源ガスを含む地球外物質の ^4He 濃度と $^4\text{He}/^{20}\text{Ne}$ 元素比。

出後の様々な過程(地球に飛来するまでの宇宙線照射や加熱、大気圏突入時加熱、地上での酸化・風化・汚染)の影響を考慮する必要がないため、天体表層での物質進化過程に関する議論を行ううえで最良の試料である。しかし、実際の天体表面においては太陽風や宇宙線照射に加えて微小隕石の衝突や小惑星同士の衝突などによる表面物質の攪拌、細粒化、放出など、複雑

な過程が混在する。これらの影響は天体サイズや軌道などの要素とも関連しており、天体ごとに大きく異なると予想される。これまでに天体表層から採取された試料としては隕石・宇宙塵を除くと月のレゴリス試料に限られるが、月は小惑星に比べて天体サイズが大きく、月の表層物質進化過程を小天体のそれに適用できない。小天体上での物質進化過程と比較・議論が必要

である。以下に高感度希ガス質量分析計を用いたはやぶさ試料の希ガス同位体分析で解明されたこと、それに加えてLIMAS “Laser Ionization Mass nanoScope”と呼ばれる次世代型二次イオン質量分析装置による分析で将来さらに解明されうること述べる。

3. はやぶさ試料の希ガス同位体分析

3.1 微小試料の希ガス同位体分析方法

Nagao et al. [11]では3つのはやぶさ試料(RA-QD02-0015, -0053, -0065; 図1)の希ガス同位体分析が行われた。はやぶさ試料はJAXA/ISASのキュレーション施設にある専用のクリーンチェンバ内で希ガス分析用真空容器(図2)に密封された。JAXAのクリーンチェンバ内は希ガス、水、酸素濃度が極めて低い高純度窒素で満たされており[15]、地球大気による試料表面の汚染、風化が最小限に抑えられている。

希ガス分析用真空容器に密封された試料は、東京大学へと移送され、希ガス分析装置の真空ラインに取り付けられ、超高真空にまで真空排気された。試料はその後、事前に温度キャリブレーションを行った連続波型のNd-YAGレーザーを用いて1粒ずつ、段階加熱法により200, 300, >1800℃の3つのガスフラクションをそれぞれ同位体分析した。この際、各温度で個別に抽出された希ガスを精製し、He, Ne, Ar, Kr, Xeと元素分離を行った後それぞれの元素を希ガス用質量分析装置(modified-VG5400)によって超高真空下での静作動同位体分析³を行っている。このように希ガス分析用真空容器とレーザーを用いた局所加熱によって、はやぶさ試料を大気に晒さずに質量分析装置に導入することができたため、低バックグラウンドでの分析が可能となった。

3.2 太陽風起源希ガスと宇宙風化層

測定した試料は直径40-60 μmの主にかんらん石からなる粒子であった。試料重量は、はやぶさ試料の形状平均値[16]と密度(3.4 g/cm³)の平均値から推定した(0.06-0.12 μg)。分析の結果、3つの粒子全てから太陽風の同位体組成を持つ希ガスが検出され(図3)、そのガス量(2.4 × 10⁻² ⁴He cm³ STP/g, 1.3 × 10⁻⁴ ²⁰Ne cm³ STP/g)は月レゴリス試料や惑星間塵(Interplanetary

dust particles; IDPs)に匹敵するものであった(図4)。また、図4には南極の雪を溶かして収集した非溶融の微隕石(Antarctic micrometeorites; AMMs)と、スフェリュール中の太陽風起源Heを比較のために示した。これらの微粒子は大気圏突入時に加熱を受け脱ガスしやすいHe, Neが一部脱ガスしているが、イトカワ表面から直接持ち帰ったはやぶさ試料はこのような脱ガスを考慮する必要はない。イトカワ表面での太陽風フラックスを8.9 × 10¹⁰ ²⁰Ne atoms/cm²/yr [17]と仮定すると、3つの粒子#0015, 0053, #0065の太陽風照射年代は410, 150, 550 yrとなる。

一方、希ガス元素比も地球大気とは明らかに異なり、太陽風起源を支持するが元素間の分別が見られた。はやぶさ試料の⁴He/²⁰Ne比は110-170(図4)と太陽風の値(~600 [17])よりも低いが、²⁰Ne/³⁶Ar比(43-46)は太陽風と同程度である[17]。このことから、Heが粒子から選択的に損失されていることがわかる。このようなHeの選択的損失として(1)加熱に伴うHe/Ne間の拡散速度差による元素分別、(2)He濃集層の剥離、および(3)Heの飽和現象、の3つがその要因として挙げられる。以下にそれぞれの現象を詳しく述べる。

(1) 硝子内でのHeの拡散速度は0-100℃の温度域においてNeの3桁以上も大きく[e.g., 18]、数十℃の加熱でも元素分別が起こりうる。

(2) Genesisリターンサンプルの分析では、物質の表面から40 nm程度の領域にHeが、40 nmより深い領域にNeが濃集していたことが報告されている[17]。太陽風の照射を受けた物質は、表面層の⁴He/²⁰Ne比は高くなり、約30 nmより深い層では⁴He/²⁰Ne比は低くなる。はやぶさ試料が太陽風の照射を受けた後、天体表層で攪拌作用や太陽風照射による損傷(フレーキング)などによってHe濃集層が剥ぎ取られたとすれば、太陽風の値より低い⁴He/²⁰Ne比を説明できる。

(3) 粒子が長期間(>10³ yr)の太陽風の照射を受けている場合にはHeの飽和によるHe/Ne比の低下が起こりうる。Heが表面層に大量に存在するようになると、太陽輻射により最表層(<100 nm; アモルファス層)の

3. 真空ポンプから切り離れた精製ラインで希ガスを抽出・精製し希ガス元素ごとに分離した希ガスを質量分析計に導入し、同様に真空ポンプから切り離れた質量分析計で同位体分析を行う方法であり、非常に感度良く希ガス同位体分析ができる手法である。

4. 試料内部で発生した気泡による火ぶくれ状の材料剥離で、この剥離した部位をプリスターと呼ぶ。

温度が上昇し、Heの拡散による脱ガスが起こる。これがHeの打ち込み量と釣り合い、飽和状態に達すると考えられている。

レーザー段階加熱による希ガスのリリースパターンは試料ごとに異なる(図5)。#0065は200℃でほとんどのHeを放出するが、#0015は300℃を超える高温でHeを放出している。低温で放出される太陽風希ガスは拡散速度が速い物質(例えば非晶質なケイ酸塩層; [18])、または拡散距離が短い(粒子表面付近)層に存在していると考えられる。一方、高温で放出される希ガスは拡散速度がより遅い物質(例えば結晶質ケイ酸塩層)かまたは拡散距離が長い(粒子表面から深い)層に存在していたと考えることができる。従って、段階加熱のリリースパターンは標的物質の素性と打ち込み粒子のエネルギーと質量に依存している。つまり、太陽風打ち込みによるはやぶさ試料表面での物質構造の変化は希ガスの放出過程に深く関わっており、上記のHeの選択的損失とも関連しているはずである。

はやぶさ試料表面にみられる宇宙風化の痕跡は[8, 9]で報告されている。STEMでの観察によると、はやぶさ試料表面には非常に薄いリムが存在し、層構造やナノサイズのFe-metal, (Fe,Mg)S, プリスタリング⁴の有無によって3種類(Redeposition rim, Composite rim, Composite vesicular rim)に分類される[9]。Redeposition rim [9]は非常に薄い(2-3 nm)非晶質層が基盤物質の直上にあることから、3つのリムの中でも宇宙風化の度合いは軽いと考えられる。一方、Composite rim [9]やComposite vesicular rim [9]はそれぞれ30-60 nmと60-80 nm程度の厚みがあり、表面にはRedeposition rimと同様に薄い非晶質層があり、その下に基盤物質の一部が非晶質化した層が確認できる。この2つのリムにはRedeposition rimには存在しないナノサイズのFe-metal, (Fe,Mg)Sが存在する。これらのナノフェイズはある程度厚い非晶質層にしか存在しないため、より長い期間の宇宙風化作用を反映したものと考えられる[9]。また、Composite vesicular rimの局所的に非晶質化した層にはプリスターが存在している。非晶質層中のプリスタリングは月試料でも観察されており、打ち込まれた太陽風Heの飛程に相当する領域にプリスターが形成されている[19]。はやぶさ試料のプリスターも月試料同様に太陽風Heの打ち込みにより形成されたと考えられる。上記の3つの

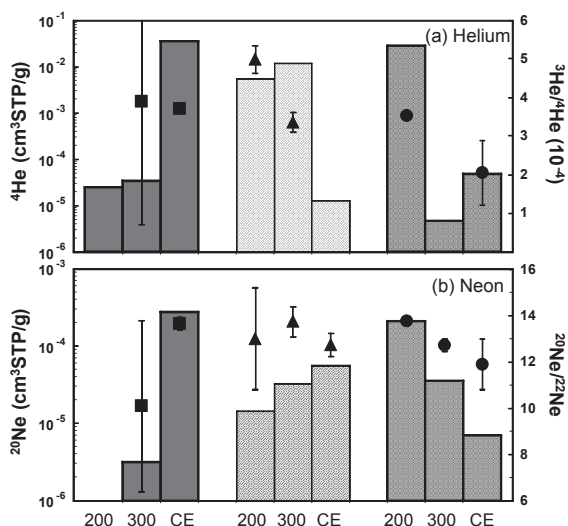


図5: レーザー段階加熱法(200°C, 300°C, Complete Extraction)によって抽出された3つのはやぶさ試料のHeとNeのリリースパターンと各温度フラクションでの同位体比。棒グラフは希ガス濃度であり、各点(プロット)は同位体比を示す。

リムの特徴は太陽風照射の程度を反映しており、Composite rimとComposite vesicular rimはより長い期間の太陽風照射の結果形成された宇宙風化層であると考えられる。

上記の観察結果とはやぶさ試料中希ガスのリリースパターン(図5)を合わせて考えると、200-300℃で放出された希ガスは表層の非晶質層に捕獲されており、より高温で放出された希ガスはより深い一部が非晶質化した層やプリスターに保持されていたと考えると整合的である。低温で希ガスの放出が極めて少なかった粒子(#0015)については、剥がれやすい表層の薄い非晶質層が欠落していることが示唆される。#0053からは200-300℃で大部分のHeが放出され、Neは全ての温度フラクションで徐々に放出されている。これはcomposite vesicular rimのような不連続な希ガスの濃集が無いことを示唆しているのかもしれない。これに対し、#0065はHeが200℃と>1800℃で不連続に放出されており、高温フラクションのHeはプリスターから放出されたのかもしれない。

これら宇宙風化を経験した粒子表面の層構造とそこに捕獲されている希ガス元素・同位体組成および濃度分布との関係を明らかにすることが宇宙風化層の形成・進化の理解に必要なことは上記の議論からも明ら

かである。太陽風照射による構造・組成変化は表面から数十nmという局所で起こっているため、従来の希ガス同位体分析では検出感度及び空間分解能が足りない。そこで100 nm以下の局所希ガス同位体分析ができる二次イオン質量分析装置”LIMAS” [20]を用いればはやぶさ粒子表面で起きていた現象がどのようなものであったかを解明できる可能性がある。

3.3 銀河宇宙線照射の痕跡

先に述べたように太陽風起源の ^{20}Ne 量から見積もった太陽風照射年代は150-550 yrであった。太陽風は珪酸塩鉱物ではすぐに遮蔽されるため、この年代はイトカワ表面の微粒子が直接太陽風を浴びた期間を示す。しかし、レゴリス層の厚さやガーデニングの規模など、天体表面でのマクロな現象を評価するには適さない。そこで、銀河宇宙線(飛程～数 m)や太陽宇宙線(飛程<数 cm)によって生成される希ガス同位体をもとに、その照射期間(宇宙線照射年代)を見積もってみる。

Neの同位体比は図3に示したように太陽風の値にはほぼ一致し、測定誤差を超えた太陽宇宙線や銀河宇宙線の寄与は見られなかった。そこで、測定された $^{21}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ 比の平均値から 2σ 高い値を同位体比の上限値と仮定して、それぞれの粒子について宇宙線照射起源 ^{21}Ne 濃度の上限値を計算した。得られた値は、#0015, #0053, #0065でそれぞれ109, 49, $13 \times 10^{-9} \text{ cm}^3 \text{ STP/g}$ であった。

太陽宇宙線による ^{21}Ne 生成率は物質の極表面で最大で、その貫入深さに従って急速に減少する。一方、銀河宇宙線による生成率は表面から緩やかに上昇し 50 g/cm^2 程度の深さで極大となる[13]。これら2つの効果を合算した生成率は最表面での最大値($5.20 \times 10^{-9} \text{ cm}^3 \text{ STP/g/Myr}$)から急激に減少して 5 g/cm^2 あたりでの極小($1.65 \times 10^{-9} \text{ cm}^3 \text{ STP/g/Myr}$)を過ぎると緩やかに増加する。3つのはやぶさ試料から宇宙線照射年代の最小値を求めると、#0065の2.5-7.9 Myrが得られる。このことは、分析されたはやぶさ試料の母天体表面(< 400 g/cm^2)での滞在期間が1千万年よりも短いことを示しており、月のレゴリス試料の多くから報告されている数億年を超える年代[14]と比べると非常に短い。これはなぜだろうか？一つの可能性は、イトカワの脱出速度が 0.2 m/s と小さいため、表面のレゴリス粒子は宇宙空間に絶え間なく放出されている可

能性がある。[21]によると、直径10 km以下の天体では、微小隕石衝突などによるレゴリス層の形成とレゴリス粒子の脱出のタイムスケールが同程度であるため、厚いレゴリス層が形成されないことが予想されている。これはリモートセンシングによる観測と整合的に思われる。このような天体表面のマクロな環境について、[9]で議論されているようなミクロな過程からの推察と太陽風及び宇宙線照射年代について併せて議論を進めていくことが重要だろう。

4. 太陽風起源希ガスの局所分析への期待と展望

はやぶさ試料の希ガス同位体分析は太陽風照射とそれに伴うHe/Ne間の分別を明らかにした[11]。しかし、希ガス分析は粒子一粒ごとの結果でありSTEM観察との直接比較を行うには希ガス分析事前にSTEM観察を行うなど、分析方法の工夫が必要である。一方、最近開発されたポストイオン化二次イオン質量分析装置LIMAS(図6 [20])を用いることで、希ガス同位体分析を数十nmスケールの空間分解能で行うことが可能となり得る。

LIMASは ^{69}Ga イオンを固体試料表面に照射し、スパッタされ遊離した原子や分子をフェムト秒(fs)レーザーによって非共鳴多光子吸収ポストイオン化ができる二次イオン質量分析装置である。この装置は主に

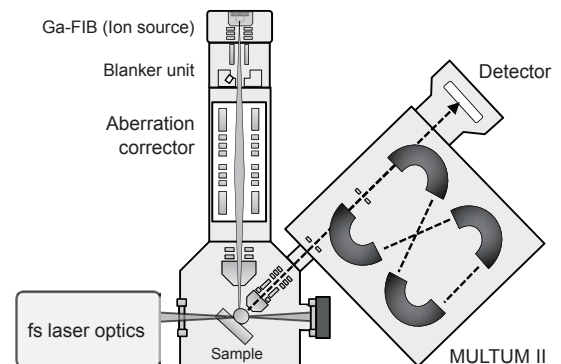


図6：LIMASの概略図。イオン源のGa-FIB、一次イオンをパルス化するためのブランカーユニットと色・球面収差を補正するための12極8組の収差補正装置、超高真空チャンバー内にあるサンプル、イオンを質量分離するためのMULTUM IIが設置されている。一次イオンによってスパッタされた粒子は効率よくfsレーザーによりポストイオン化され、質量分析装置に導入される。

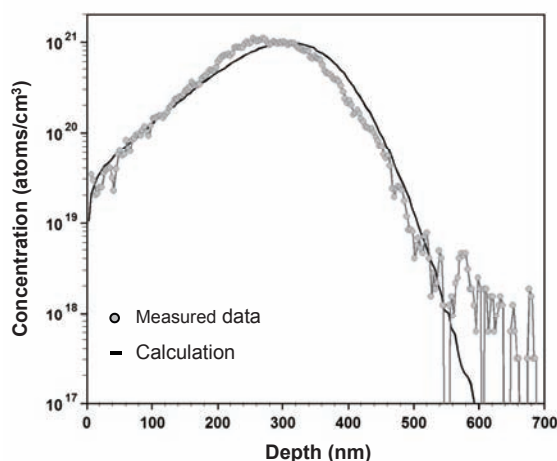


図7: ^4He 注入試料(n型Si)の深さ方向分析結果とTRIMによる ^4He 注入シミュレーション結果。 ^4He 照射積算量は 2×10^{16} ions/cm 2 で注入エネルギーは30 keV。

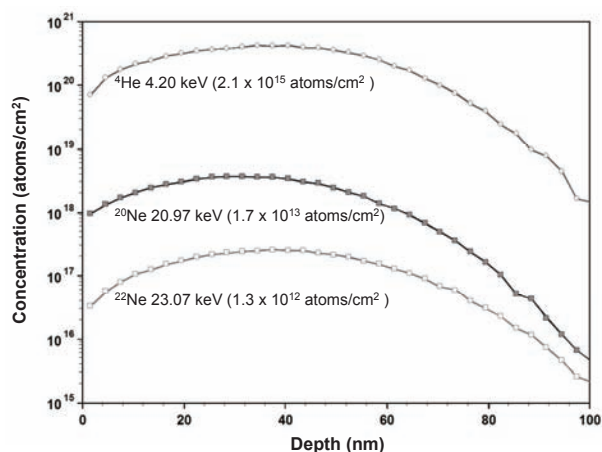


図8: TRIM を用いた ^4He , ^{20}Ne , ^{22}Ne のイオン注入深さ方向プロファイルの結果。イオンの速度は太陽風の平均的な速度である450 km/sで、図中のエネルギーがそれに対応する。イオン照射積算量は[11]の希ガス量を50 μm 径の球粒粒子に照射した状態を仮定した。

Ga イオン源、多重周回型質量分析計、fs レーザーで構成されている。液体ガリウムイオン源(Ga focused ion beam: Ga-FIB)は高い空間分解能を達成するために用い、Ga-FIBによってスパッタされる。しかし、パルス状のGa-FIB(パルス幅 ~ 200 ns)によってスパッタされ、イオン化される粒子は極めて少ない。そこでスパッタされた中性粒子をfs レーザーによって効率的にイオン化し、そのイオンを飛行時間型の質量分析計によって質量スペクトルを取得する。このfs レーザーによってイオン化ポテンシャルが高いHeで $\sim 10\%$ 、Neではほぼ100%のイオン化ができる[20]。ただし、fs レーザーによるポストイオン化はそのイオン化領域($\sim 50 \times 50 \times 50 \mu\text{m}^3$)にある粒子をすべてイオン化させるため多元素同時分析ができる一方、そのマススペクトルは互いのイオンが妨害しあい非常に複雑で定量性に乏しいスペクトルになってしまう。それを避けるためにLIMASでは多重周回型質量分析計MULTUM IIを用いることで目的の同位体の単離を行い、高精度の定量分析を行うことができる。

上記の通り、LIMASはこれまで不可能だったHe、Neの100 nm以下での分析が可能である。これをはやぶさ試料に適用することで、Heの深さ方向分析が可能である。図7はSiウェーハに ^4He を 2×10^{16} ions/cm 2 注入した試料の深さ方向分析結果とTRIM(the Transport of Ions in Matter)によってシミュレートし

たものを示している。スパッタによってあけられた穴の深さは3D レーザー顕微鏡によって測定した。現在のHe検出限界は 10^{18} atoms/cm 3 で、およそ50 ppmに対応する。また、深さ分解能は3 nm程度である。図8にTRIMによるはやぶさ試料(オリビン粒子を想定)の太陽風打ち込みシミュレーションを示す。この結果によるとイオン注入深さは ^4He でピーク濃度が 4×10^{20} atoms/cm 3 で表面から30-40 nm程度の位置に打ち込まれている。これだけの濃度のHeが粒子内に存在していれば、はやぶさ試料のLIMASによる ^4He 深さ方向分析は原理的に可能であるといえる。今後、低エネルギーの照射試料の実験で分析可能なことを確認した後、はやぶさ試料の分析を行う予定である。また、NeはHeよりイオン化効率が良いことを考えると 10^{17} atoms/cm 3 まで検出ができると期待される。はやぶさ試料の ^{20}Ne , ^{22}Ne ピーク濃度はそれぞれ 3×10^{18} , 2×10^{17} atoms/cm 3 程度なので ^{22}Ne に関してはピーク位置を確認できる程度の分析になってしまうかもしれない。しかしながら ^4He , ^{20}Ne の深さ分析は深さ80 nmまで測定可能なので粒子表面での軽希ガスの挙動を明らかにすることは可能であると考えられる。

^4He , ^{20}Ne の深さ分析が可能になれば、上述した個々の粒子表面からの $^4\text{He}/^{20}\text{Ne}$ 比及び $^{20}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ 比の深さプロファイルから、太陽風と物質との相互作用の理解がさらに深まるはずである。LIMASによる分析で解

明が期待される結果として以下の3つが考えられる。

(1) 風化の度合いと太陽風照射年代を組み合わせることで宇宙風化の経年変化を明らかにする。これは粒子表面領域 $1 \mu\text{m}^2$ のイオン照射積算量を LIMAS 深さ分析によって定量し太陽風の暴露年代を求める。その穴を基準に FIB 加工し、ほぼ同位置の微細構造を調べるための透過顕微鏡 (TEM) 用試料を切り出す。その試料を TEM 観察することによって太陽照射年代と宇宙風化の度合いを直接比較することができる。(2) はやぶさ試料等の宇宙風化を受けている粒子表面の深さ方向分析を行うことで He, Ne 分布を決定し、その分布を TRIM によるイオン注入シミュレーションと比較することによって粒子表面からの希ガス脱離機構が解明されるはずである。これは深さ方向の高い空間分解能と、Ne の定量のために高い分析感度を必要とするが、これまでに TEM 観察によって見いだされた様々な表面構造を理解するための相補的な情報になるはずである。(3) 上記二つの分析法を組み合わせる希ガス注入深さイメージを取得することで太陽風打ち込み分布を三次元的に決定し、複雑な太陽風打ち込み、表面剥離の素過程を可視化する。以上の軽希ガスの挙動が明らかになれば、宇宙風化の物理解明に貢献できるはずである。

謝 辞

独立行政法人物質・材料研究機構坂口勲博士に本論文での ^4He 注入試料を作製していただきました。また、査読者の中嶋大輔博士には有益で建設的なコメントを数多くいただきました。心より感謝致します。

参考文献

- [1] Michel, P. et al., 2009, *Icarus* 200, 503.
- [2] O'Brien, D.P. and Greenberg, R., 2005, *Icarus* 178, 179.
- [3] Abe, M. et al., 2006, *Science* 312, 1344.
- [4] Okada, T. et al., 2006, *Science* 312, 1338.
- [5] Nakamura, T. et al., 2011, *Science* 333, 1113.
- [6] Yurimoto, H. et al., 2011, *Science* 333, 1116.
- [7] Nakamura, E. et al., 2012, *PNAS* 109, E624.
- [8] Noguchi, T. et al., 2011, *Science* 333, 1121.
- [9] Noguchi, T. et al., 2013, *M&PS*, in press.
- [10] Keller, L.P. et al., 1997, *GCA* 61, 2331.
- [11] Nagao, K. et al., 2011, *Science* 333, 1128.
- [12] Caffee, M.W. et al., 1988, in *Meteorites and the Early Solar System*.
- [13] Wieler, R., 2002, *Rev. Mineral. Geochem.* 47, 125.
- [14] Wieler, R., 2002, *Rev. Mineral. Geochem.* 47, 21.
- [15] Yada, T. et al., 2013, *M&PS*, in press.
- [16] Tsuchiyama, A. et al., 2011, *Science* 333, 1125.
- [17] Grimberg, A. et al., 2008, *GCA* 72, 626.
- [18] Ozima, M. and Podosek, A., 2002, *Noble Gas Geochemistry* (New York: Cambridge University).
- [19] Carrez, P. et al., 2002, *M&PS* 37, 1599.
- [20] Ebata, S. et al., 2012, *SIA* 44, 635.
- [21] 道上達広, 2000, 遊星人 9, 186.