

高空間分解能観測によって初めて捉えた 進化の進んだ星の表面と大気の乱流運動



大 仲 圭 一

〈Instituto de Astronomía, Universidad Católica del Norte, Avenida Angamos 0610, Antofagasta, Chile〉
e-mail: k1.ohnaka@gmail.com

進化の終末段階にある赤色巨星・赤色超巨星では顕著な質量放出によって物質が星間空間へと流れ出していく。この質量放出のメカニズムは、その発見から半世紀以上経った今も未解明である。われわれは可視・赤外高空間分解能観測によって、星の半径の約100倍から数倍というスケールにおいて星周エンベロープが塊状構造を示すことを明らかにした。さらに、赤外干渉計を用いたミリ秒角の高空間分解能・高波長分解能観測によって、赤色超巨星アンタレスの表面および大気のガスの運動の空間分布を捉えることに成功した。得られた表面と大気の数値シミュレーションマップは、星の半径ほどもある大きなガス塊が -20 から $+20 \text{ km s}^{-1}$ でランダムに上下運動していることを示している。この乱流運動は対流だけでは説明できず、何らかの別のメカニズムが働いていることが示唆される。

1. 質量放出現象

星を構成するガスは本来重力によって束縛されている。しかし、現実にはさまざまな質量の異なる進化段階にある星で、ガスが星の重力ポテンシャルを脱出して星間空間へと流れ出ていく質量放出現象が観測される¹⁾。特に、本稿で取り上げる恒星進化の終末段階にある赤色巨星、赤色超巨星は高い質量放出率を示す。例えば、小・中質量星の進化の終末段階である漸近巨星枝 (Asymptotic Giant Branch; AGB) の中には 10^{-4} 太陽質量/年もの高い質量放出率で質量放出を行っている星もある。これは、1万年という天文学的には短いタイムスケールで太陽1個分の質量が星間空間に還元されることを意味する。また太陽の約9倍よりも重い星は赤色超巨星へと進化する。オリオン座のベテルギウスやさそり座のアンタレスはよく知られた赤色超巨星であるが、質量放出率はかなり高く、 10^{-6} 太陽質量/年のオーダーである。

質量放出によって星の質量が変化するため、質

量放出は星自身の進化に大きな影響を与える。また、恒星内部で生成された元素が何らかの過程で表面まで汲み上げられると、質量放出によって星間空間へと還元されるので、銀河の化学進化も左右する。このような重要性にもかかわらず、質量放出現象はよく理解されていない。赤色巨星・赤色超巨星については、1956年にDeutschが赤色超巨星 α Herからの質量放出を検出して以来半世紀以上が経つが²⁾、これらの進化の進んだ星の質量放出のメカニズムはいまだに未解明である。

よく考えられるシナリオは、赤色巨星・赤色超巨星のような低温度星ではダストが形成され、星からの輻射圧でダストが加速され、周囲のガスをひきずっていくことで質量放出が起こるといものである^{3), 4)}。AGB星の中には振幅の大きな脈動を行っているものがあり、脈動は大気上層の密度を増加させるので、温度が十分低ければダストが形成される。このシナリオに基づく理論的モデルで実際に質量放出が再現されている^{5), 6)}。しかし、振幅の大きな脈動を行っていないAGB星の

方が多数派であり、また赤色超巨星も振幅の大きな脈動は行っていない。そのような星でも高い質量放出率を示すことから、質量放出現象の裏には、上のダストシナリオ以外にまだわれわれの理解していない物理過程が働いている可能性が十分にある。

2. 高空間分解能観測の必要性

赤色巨星・赤色超巨星における恒星風の加速は星の半径の約10倍よりも内側の領域で起こると考えられている。この領域を空間的に分解して観測し、その物理特性（温度、密度、速度など）を知ることは、質量放出メカニズムの解明のための最も直接的なアプローチの一つである。しかし、星の見掛けの大きさ（視直径）は極めて小さい。本稿で取り上げる赤色超巨星アンタレスは全天で最も視直径の大きな星の一つであるが、それでもたったの37–38ミリ秒角にすぎない⁷⁾。

一方、可視・赤外域において、8mクラスの望遠鏡でどれだけの空間分解能が達成できるだろうか。地上からの通常の観測では大気の揺らぎ＝シーイングが空間分解能を決めてしまい、条件のよいサイトでも可視域ではおおむね0.6–0.8秒角＝600–800ミリ秒角である。しかし、中間赤外域では大気のゆらぎの影響が可視域ほどシビアではないので、各フレームの露出時間を十分短くすることで波長10 μm で300ミリ秒角という回折限界を達成できる。第3章で見るように、これによって大きな空間スケールでの星周エンベロープの構造を明らかにすることはできる。

では、仮に8m望遠鏡で大気の揺らぎを完璧に補正して回折限界を達成したとしてみよう。波長2 μm での空間分解能は60ミリ秒角となる。これなら、アンタレスの場合、星の半径の数倍の領域は分解できる。さらに可視域の波長0.55 μm で回折限界が達成できれば、17ミリ秒角の空間分解能が得られ、アンタレスをはじめとする近傍の赤色巨星・赤色超巨星なら星のごく近傍の領域さら

には表面も少しは分解できる（第4章で詳しく述べる）。しかし、恒星表面の詳細な画像は期待できない。近傍の赤色巨星・赤色超巨星でさえ、その表面および大気を空間的に分解して詳細な画像を得ようと思えば、数ミリ秒角の空間分解能が必要である。現時点で可視・赤外域でこの空間分解能を達成するには、可視・赤外干渉計観測をもってするほかに手はない。第5章で示すように、そのような観測が近年可能になってきている。

3. 星周エンベロープの構造

星周エンベロープは質量放出の結果として形成されるので、そこには質量放出メカニズム解明のための手掛かりがあるはずである。筆者はヨーロッパ南天天文台（ESO）のVery Large Telescope（VLT）の中間赤外観測装置VISIRを用いて、赤色超巨星アンタレスの波長17 μm での撮像観測を行った⁸⁾。図1に示すのが、その観測と解析の結果である。VISIRによって観測された画像から中心星の成分を差し引いた画像が図1bに示してある。中心星の光で温められた星周エンベロープのダストからの熱放射がはっきりと検出されている。注目すべきは、個別のダストの雲がいくつも見られる（図1bのAからE）ことである。これらは星の半径の約40倍から100倍のところに位置している。また、Fは中心星近傍のコンパクトなダスト雲である。似たようなダストの雲の存在は、赤色超巨星ベテルギウスにも検出されている⁹⁾。質量放出はしばしば球対称かつ定常的であると仮定されるが、現実はもっと複雑なようである。

このアンタレスの観測は2010年に行われたが、それより12年前の1998年にケック望遠鏡を用いて取得された波長20.8 μm での撮像データ¹⁰⁾と比べてみよう（図1a）。ダスト雲A, B1, B2, Eは1998年の画像にも見られ、2010年の画像では外側に移動したことがわかる（図1c）。ダスト雲CとD、および中心近くのコンパクトな成分Fは

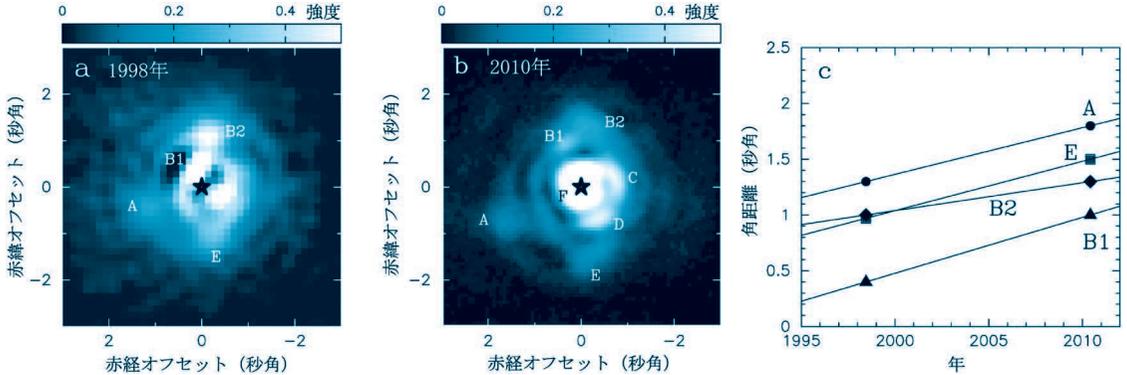


図1 赤色超巨星アンタレスの星周エンベロープの中間赤外画像。(a): 1998年にケック望遠鏡で撮られた $20.8\ \mu\text{m}$ のデータ¹⁰。(b): 2010年にVLTで撮った画像⁸。AからFは個々のダスト雲を示す。上が北、左が東。(c): ダスト雲の中心星からの角距離の時間変化。(a)と(b)はOhnaka, A&A, 568, 17, 2014から許可を得て転載© ESO.

1998年には見られないので、それ以降に放出された新しいダスト雲であろう。アンタレスまでの距離 $170\ \text{pc}$ ¹¹と組み合わせることで推定されるダスト雲の速度（実際は空に投影した速度成分）は $13\text{--}40\ \text{km s}^{-1}$ である。興味深いのは、ダスト雲B2の速度が他のダスト雲に比べて顕著に低いことである（図1cで明らかに勾配が小さい）。求めた速度は空に投影した成分で、実際の3次元空間の中での速度ではないことを念頭におく必要があるが、ダスト雲はもともと異なる速度でランダムに放出される可能性が示唆される。

4. 極限補償光学で中心星近傍に迫る

上で見たダスト雲の形成過程を明らかにするためには、星の近傍の領域を空間的に分解する必要がある。補償光学装置の著しい進歩のおかげで、今までは難しかった可視域でも回折限界に近い撮像観測が可能になってきており、8 m望遠鏡を使えば20ミリ秒角程度の空間分解能を達成できる。VLTに最近新しく加わった可視光極限補償光学装置SPHERE-ZIMPOLはまさにそのような装置の一つである。ここでは、一例として、AGB星W Hyaの中心星近傍のダスト形成現場を極限補償光学偏光撮像によって捉えた筆者らの観測を紹

介する^{12), 13)}。

偏光観測の利点は、ダストによる散乱光を選択的に観測できることである。さらに、中心星からの直接光は無偏光なので、中心星のまぶしい光が消され、星近傍のダストによる淡い散乱光が観測しやすくなる。W Hyaは距離 $78\ \text{pc}$ ¹⁴⁾で太陽に最も近い、よく研究されているAGB星の一つであり、周期約390日で脈動している。われわれの観測の目的は、ダストが星からどれくらいの距離で生成されるのか、さらにどういう形状で生成するのかを見極めることである。

図2上段に示すのが、W Hyaの観測された強度マップ、偏光強度（強度×偏光度）マップ、偏光度マップ、参照星（点光源）の強度マップである。実際には $0.645\ \mu\text{m}$ から $0.820\ \mu\text{m}$ の間の五つの異なる波長で観測を行ったのだが、紙面の都合上波長 $0.645\ \mu\text{m}$ の結果のみを紹介する。点光源と見なせる参照星の画像から推定した空間分解能は25ミリ秒角である。まず、W Hyaの強度分布（図2a）は参照星のそれ（図2d）よりも明らかに広がっており、星周エンベロープが空間的に分解されている。強度マップでは全体的にぼわーっと広がって見えるだけだが、偏光強度マップ（図2b）は全く異なる様相を呈している。W Hyaのよう

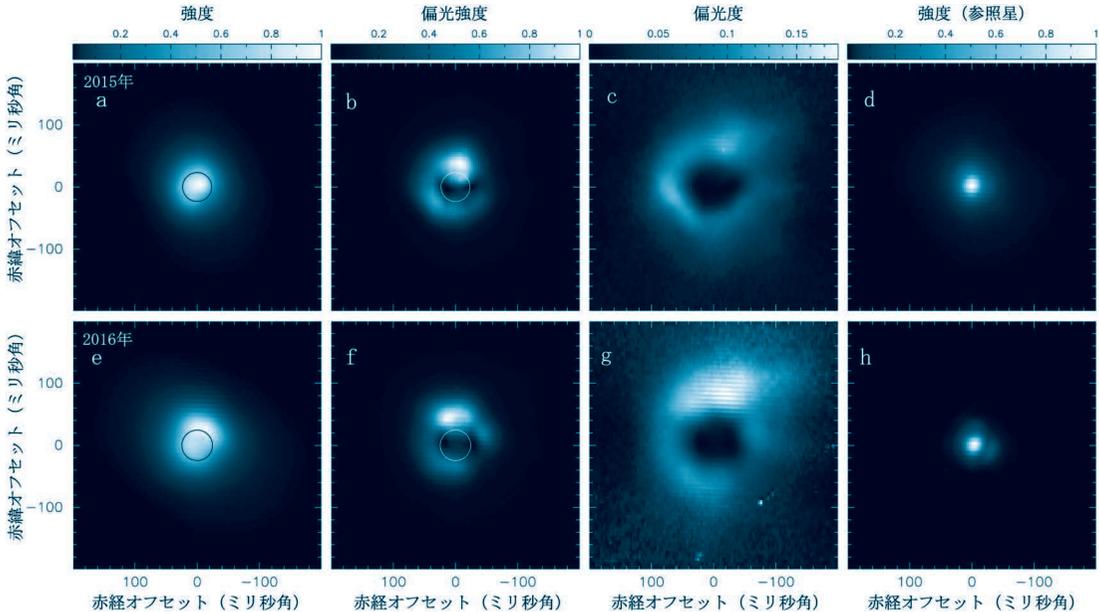


図2 VLT可視光極限補償光学装置SPHERE-ZIMPOLで得られたAGB星W Hyaの偏光画像。上段は2015年のデータ（星が最も明るくなる直前）、下段は2016年のデータ（星が最も暗い時期）を示す。(a, e)：(規格化された)強度。(b, f)：(規格化された)偏光強度。(c, g)：偏光度。(d, h)：参照星(点光源)の強度。(a, b, e, f)の円は星本体の大きさを表す。上が北、左が東。Ohnaka et al., A&A, 597, 20, 2017より許可を得て転載©ESO.

にダストが光学的に薄い場合、偏光強度は散乱を起こすダストの分布を反映している。つまり観測された偏光強度マップ図2bは、もこもこしたダストの雲が星から50-100ミリ秒角の領域に存在していることを直接示している。中心は偏光強度が低くなっているが、これは先に述べたように中心星からの直接光は無偏光だからである。また、図2cが示すように、ダスト雲の偏光度は最大で13%に達する。

ダスト雲が存在する50-100ミリ秒角というのは、実際には星の半径にしてどれくらいなのだろうか。後述のESOの大型赤外干渉計Very Large Telescope Interferometer (VLTI)を用いて中心星の視半径を測定したところ、約23ミリ秒角であることがわかった。つまり、もこもこしたダストの雲は中心星のごく近傍、星の半径の約2倍から4倍のところで形成されていることになる。

W Hyaは脈動しているの、ダスト雲形成も時間変化している可能性がある。上の観測の際にはW Hyaは最も明るくなる状態の直前であった。そこでわれわれは最も暗い状態のとき（1回目の観測の8.5カ月後）に2回目の観測を行った。すると、図2下段に示すように、明らかな時間変化が検出された。偏光強度マップ（図2bとf）を比べると、中心星の北側に大きなダストの雲があるのは変わらないが、1回目の観測で南東（左下）にあった雲が薄れている。一方、星の西側（右側）に新たなダストの雲が出現している。偏光度（図2c, g）も2回目の観測のほうが全体的に高い。

それにしても、どうやってダストの雲がこれほど星の近くで形成しうるのだろうか。星に近づくとダストは温度が高くなって昇華してしまわずである。筆者らは2次元輻射輸達モデル計算を行い、アルミナ (Al_2O_3) か鉄を含まないシリケートダスト (Mg_2SiO_4 , $MgSiO_3$) ならば観測

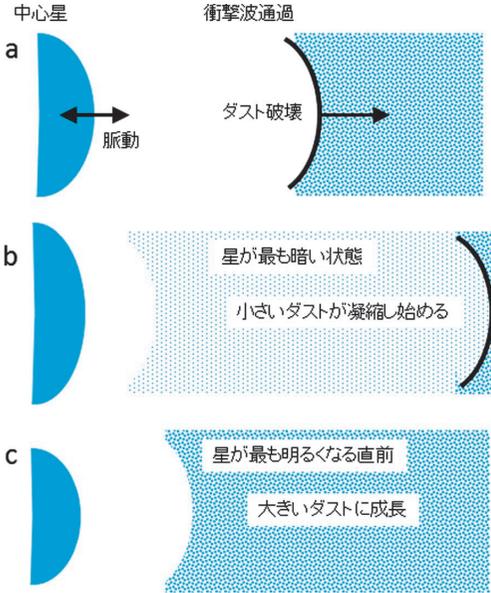


図3 ダストの形成と成長の模式図。(a) 星の脈動が誘起する衝撃波の通過により、ダスト（および分子）が破壊される。(b) 星が最も暗い状態（2回目の観測に対応）。星の半径はほぼ最大になっている。衝撃波通過後、温度が十分低くなると小さいダストが凝縮し始める。(c) 星が最も明るくなる直前の状態（1回目の観測に対応）。星の半径は最小になる直前である。パネルbの状態から時間が経つとともに、ダストの成長が進み、サイズが大きくなる。星とダストシェルの縮尺率は一定ではない。

データを説明できることを明らかにした。これらのダストは光学・近赤外域で透明なため星の光をあまり吸収せず、温度が高くない。そのおかげで星の近くでも存在できるわけである。さらに、星が最も明るい状態に近いとき（1回目の観測）では、ダストのサイズが0.4-0.5 μmとかなり大きいことがわれわれのモデル計算でわかった。これは近赤外域における先行研究の結果¹⁵⁾と大体一致する。最近のAGB星の質量放出の理論的モデルでは、このような大きく透明な、キラキラしているダストによって星からの放射が散乱されることで恒星風が駆動されると考えられている⁶⁾。われわれの観測とモデル計算はこの理論的

シナリオを支持している。

ところが、星が最も暗い状態（2回目の観測）では、ダストのサイズが0.1 μmと小さいことがわかった。このダストサイズの変化は、次のように説明できると考えている。脈動によって誘起された衝撃波が大気を通過すると、分子、ダストとも破壊される（図3a）。しばらく経つと小さいダストが凝縮し始め、これが星が最も暗いときの観測に対応する（図3b）。その後ダストの凝縮、成長は進み、星が最も明るくなる直前の状態ではダストが十分成長しており、これが1回目の観測に対応しそうである（図3c）。

星のごく近傍に存在する、もこもこしたダストの雲は他の赤色巨星や赤色超巨星にも観測されている^{16), 17)}。その要因は何であろうか。赤色巨星・赤色超巨星の表面では対流によってエネルギー輸送が行われている。お椀の中の熱いみそ汁に見られるように、対流によって熱く上昇する成分と冷えて下降する成分によって、まだら模様＝対流セルができる。対流セルは太陽では粒状斑として観測され、太陽の場合は粒状斑の大きさは太陽半径の0.2%程度と極めて小さい。しかし、赤色巨星や赤色超巨星では、星の半径に匹敵するほどの巨大な対流セルがあると考えられている¹⁸⁾。最新のAGB星の3次元対流シミュレーションでも巨大な対流セルが数個で表面を埋め尽くしていると予想されている¹⁹⁾。巨大な対流セルによって星表面および大気に温度や密度のムラができ、それがダスト雲の形成に影響を及ぼしている可能性がある。しかし、この点を明らかにするには、星の表面と大気の様子を実際に空間的に分解して見る必要がある。

5. 赤外干渉計で恒星表面と大気の乱流運動を捉える

5.1 赤外干渉計による開口合成

赤外干渉計の基本的原理は電波干渉計と同じで、複数の望遠鏡を組み合わせることで、あたかも一つの巨大な望遠鏡で観測したような高空間分解能の画像が得られる（開口合成と呼ばれる）。しかし、赤外干渉計観測は技術的に難しく、データの取得・較正が大気の揺らぎに非常に強く影響されるために、電波干渉計観測に比べて随分と遅れをとってきた。赤外でも電波でも干渉計観測では、天体の強度分布のフーリエ変換（ビジビリティと呼ばれる）を測定し、そこから元の強度分布を回復する。ビジビリティは複素関数なので振幅と位相をもつ。電波干渉計では両方の成分を測定することができるのに対し、赤外干渉計では、振幅は測定できても、大気の揺らぎのために位相の情報が（100%ではないにしても）かなり失われてしまう。この位相情報の欠損が、赤外干渉計を用いた開口合成の難易度を高くしている要因の一つである。

しかし、2000年代に入ってESOのVLTI（チリ、セロ・パラナル）²⁰⁾ やアメリカのCHARA（カリフォルニア、マウント・ウィルソン）²¹⁾ といった大型可視・赤外干渉計が稼働を始めた。VLTIでは4つの8 m望遠鏡を干渉計として使うことができ、暗い天体の観測には大きな力を発揮する。しかし、8 m望遠鏡の配置は変えられないため、開口合成には不向きである。そこでVLTIでは1.8 mの干渉計専用の可動式望遠鏡を4台設置し、望遠鏡の配置を基線長（望遠鏡の間隔）が約10 mというコンパクトな配置から、最長基線長140 mという非常に広がった配置まで変えられるようになっていく。これは開口合成に非常に適している。

筆者は2000–2014年までの14年間ドイツ・ボンのマックスプランク電波天文学研究所の赤外干

渉計グループに所属していた。このグループはVLTIの近赤外干渉計観測装置AMBERの開発に携わっていたこともあり、筆者らは2008年頃からAMBERを用いて赤色巨星・赤色超巨星の表面および大気の詳細な画像および速度場マップを得るというプロジェクトを始めた。AMBERは波長1.3–2.4 μm において三つの望遠鏡を組み合わせる干渉計装置である²²⁾。最長基線140 mを用いれば波長2 μm で3ミリ秒角の空間分解能が得られる。しかし、AMBERの本当に独特な点は波長分解能が最高12,000まで取れる点だ。言い換えると、最高3ミリ秒角の空間分解能で空間的に分解した波長分解能12,000の分光観測ができるのである。

ところで、数ミリ秒角の空間分解能であれば、アンタレスのように視直径が37–38ミリ秒角もある天体はやすやすと画像が得られるのではないかと思われるが、そうではない。実は干渉計は星の表面のようにのっぺりとしたものの上に乗っている細かい構造を観測するのが苦手である。理由は、星の表面を干渉計で観測した場合、基線長が長いほど干渉縞が弱くなるが、この弱い干渉縞にこそ表面の詳細な構造の情報が含まれているからである。よって弱い干渉縞を検出し、精度よく較正する必要があるが、これは一筋縄ではいかないのである。

そこで筆者らは準備的な観測を行い、AMBERで長基線で観測した場合でも非常に弱い干渉縞を検出できることを確認した²³⁾。さらに、先に述べた大気の揺らぎによる位相情報の欠損を克服し、測定された干渉計データから画像を回復するための新たな手法を開発した^{7), 24)}。そのうえで、赤色超巨星アンタレスの表面と大気の詳細な画像を得ることを目的として5夜の観測時間を獲得した。だが、運悪く悪天候のために4夜を失い、残る1夜も装置に不具合が生じるという結果に終わる。そこで再び観測プロポーザルを提出し、5夜の観測時間を獲得。今度は観測条件もよく、各夜

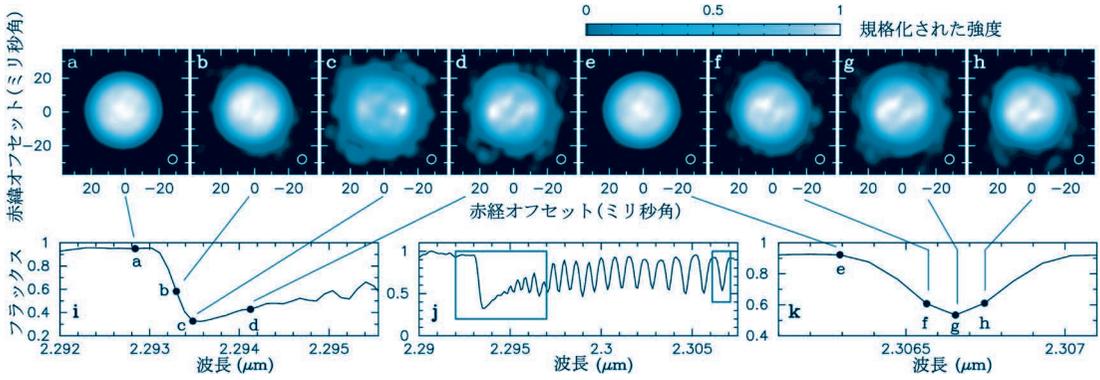


図4 赤外干渉計VLTI/AMBERで取得したアンタレスの表面と広がった大気の写真。(aからd): COのバンドヘッド付近の四つの波長における画像。(eからh): 一つのCOのスペクトル線内の四つの波長における画像。各パネルの右下に示してあるのが、ビームサイズ(5.1×5.4ミリ秒角)である。上が北、左が東。(i): 観測されたスペクトルのCOのバンドヘッド付近の拡大図。パネルaからdに示された画像の波長を黒丸で示す。(j): COのバンドヘッドと個々のスペクトル線が存在する波長域の観測されたスペクトル。左側の長方形で示す領域の拡大図がパネルiに、右側の長方形の領域の拡大図がパネルkに示されている。(k): COの一つのスペクトル線の拡大図。パネルeからhに示された画像の波長を黒丸で示す。

望遠鏡の配置を変え、最短基線長4.6 mから最長基線長82 mまで首尾よくデータを取ることができた。

5.2 太陽以外の星の表面・大気のもっと詳細な画像

その後、2014年に筆者は長年過ごしたボンのマックスプランクを離れ、チリ北部にある北カリフォルニア大学に赴任したために解析が一時中断することがあった。最近ようやく解析が完了し、結果を投稿論文に発表したので²⁵⁾、ここで紹介する。

赤色超巨星の表面および大気の構造を調べるために、われわれは波長2.3 μmのCOのスペクトル線に注目した。なぜなら、これらのCOのスペクトル線は大気の上層部で形成されるため、恒星風の根元の領域を調べることができるからである。図4に示すのが、AMBERによるアンタレスの観測結果の一部である。まず、図4下段jに観測されたスペクトルを示すが、波長2.293 μm付近のCOのバンドヘッドに加えて、AMBERの波長分解能のおかげで個々のスペクトル線が分解されている(元データの波長分解能は12,000だが、S/Nを稼ぐためにデータ処理の過程で8,000にし

てある)。

図4上段に、八つの代表的な波長で得られたアンタレス表面と大気の写真を示す(実際には波長2.28-2.31 μmまで約300の波長サンプル点がある)。図4aとeはCOのスペクトル線がない連続光での写真で、星の視直径38ミリ秒角に比べてビームサイズは約5ミリ秒角と7倍も細かい。にもかかわらず、表面はのっぺりとしていて、対流モデルで予測されるような大きな目立った対流セルは見られない。一方、COのバンドヘッド(図4cとd)とCOのスペクトル線(図4f, g, h)の画像には、広がっている大気が見られる。図中一番暗い青で示された領域は星の半径の約1.7倍にまで達している。また、表面には二つの大きな明るい斑点が見受けられる。今までの観測でも赤色超巨星のいくつかの表面に明るい斑点があることは知られていたが²⁶⁾⁻³⁰⁾、筆者らが得たアンタレスの画像は現時点で太陽以外の星の表面と大気のもっと詳細な画像である³¹⁾。明るい斑点は、COの密度が低く、穴のようになっていて、下層の温度の高い領域を見ているのかもしれない。

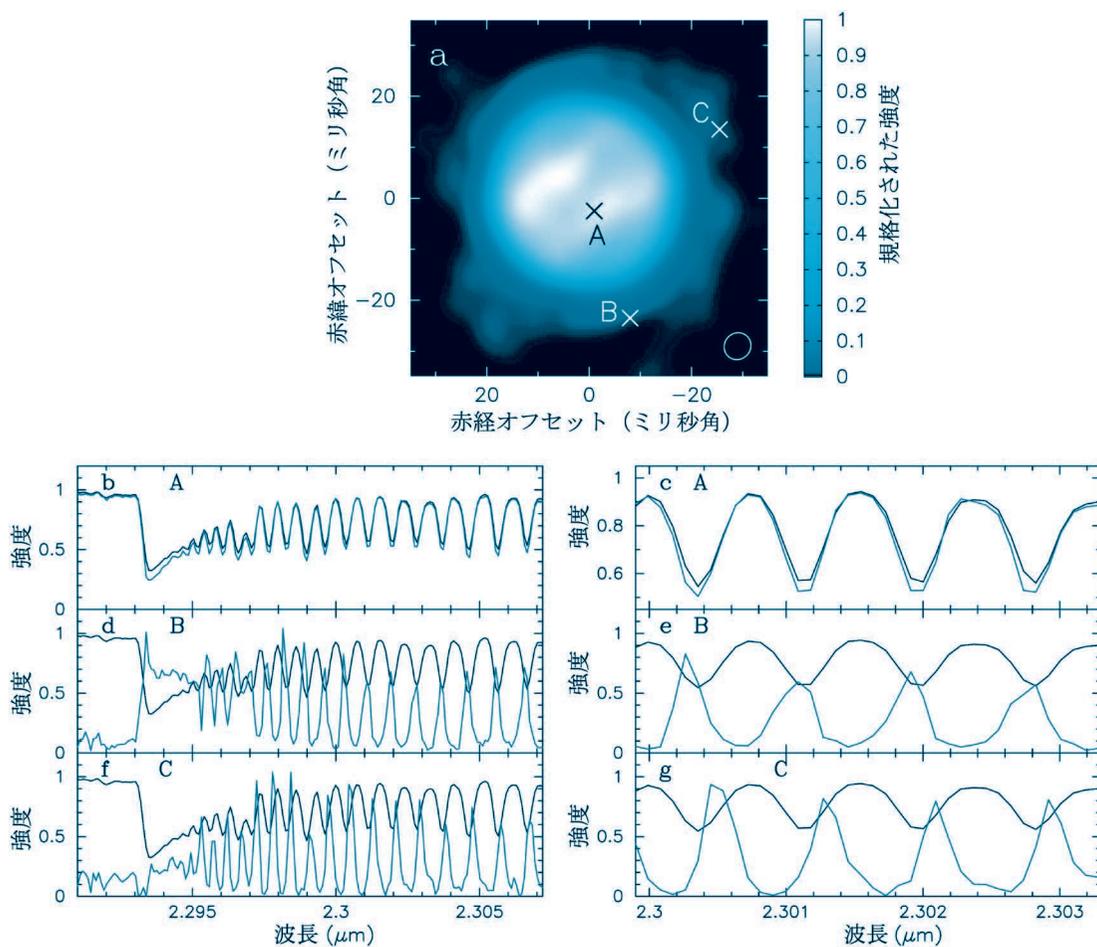


図5 赤色超巨星アンタレスの空間的に分解されたスペクトル。(a): COのスペクトル線の中心波長で得られた画像(図4gと同じ)。上が北、左が東。ビームサイズを右下に示す。A, B, Cは、bからgに示す空間的に分解されたスペクトルが得られた位置を示す。(b, d, f): パネルaのA, B, C点における空間的に分解されたスペクトルを青線で示す。黒線は表面と大気で平均した、空間的に分解されていないスペクトル。(c, e, g): b, d, fと同じだが、4本のCOのスペクトル線の拡大図。

5.3 太陽以外の星の初めての表面・大気の世界マップ

観測された約300のすべての波長サンプル点において画像を取得することで3次元のデータキューブ(画像の x, y 方向+波長方向)が得られる。すると、画像上の各点(x, y)における空間的に分解されたスペクトルを抽出できる。図5に、星の表面上の1点(A)、広がった大気での2点(BとC)におけるスペクトルを青線で示す(図5b, d, f)。また、星の表面と大気で平均した

スペクトル(これが空間的に分解しない通常の分光観測で得られるスペクトルである)も黒線で示してある。まず、星の表面上のA点では、COのバンドヘッドおよびCOのスペクトル線は吸収線として表れている。一方、大気上のB点とC点でのスペクトルはCOのスペクトル線が輝線として表れている。これは、まさに教科書に書いてあるキルヒホッフの法則を実際の(太陽以外の)星で見ていることになる。つまり、A点では背景に温度の(比較的)高い光球があり、その手前に温度

の低い広がった大気があるため、COのスペクトル線は吸収線として表れる。一方、広がった大気上のB点とC点では背景に温度の（比較的）高い光球はないので、広がった大気からの輝線が見えるわけである。ただし、この輝線成分は弱いので、星表面と大気で平均したスペクトルでは吸収線の方が優勢となる。

さらに、個々のCOのスペクトル線を詳しく見てみよう。図5c, e, gに上記のA, B, Cにおける空間的に分解されたスペクトルと空間的に平均した通常のスペクトルの拡大したものを示す。A点のスペクトル（図5c）を見ると、空間的に分解したスペクトル（青線）は空間的に平均したスペクトル（黒線）に比べて僅かに短波長側にずれている。B点での空間的に分解された輝線スペクトル

（図5e青線）は、空間的に平均したスペクトル（黒線）と比べるとさらにはっきりと短波長側にずれている。つまり、B点におけるCOガスはわれわれに近づいていることを意味する。逆に、C点での空間的に分解されたスペクトル（図5g青線）は明らかに長波長側にずれている。よって、C点におけるCOガスはわれわれから遠ざかっている。

さて、上で見たような各点におけるCOのスペクトル線の波長シフトから、各点におけるCOガスの視線速度を求めることができる。このようにして作成したアンタレスの表面および大気の世界マップが図6である（そのカラー画像が表紙に掲載されている）。星の半径と同じくらいの空間スケールでわれわれに近づいている成分、遠ざかっている成分が入り乱れており、その視線速度は-20から+20 km s⁻¹に及んでいる。これは太陽以外の星の表面と大気中のガスの運動を空間的に分解して観測した初めての例で、恒星天体物理学が太陽物理学に2, 3歩近づいたといえる。一つ注意する必要があるのは、星の表面（星本体を背景とする、黒いリングの内側の領域）では、短波長側にシフトしている領域は上昇気流、長波長側にシフトしている領域は下降気流と結びつけることができるが、広がった大気においては、二つの可能性がある。例えば、星の北西（図6および表紙カラー画像の右上）に視線速度約+20 km s⁻¹で遠ざかるCOのガスの塊があるが、これは、空の平面よりも手前にある下降気流なのか、あるいは空の平面の向こう側にある上昇気流なのか区別できない。しかし、いずれにせよ星の半径の約1.7倍よりも内側の領域では、系統的に秩序立ってガスが流れ出していない。実際にはアンタレスは質量放出を起こしているため、乱流運動をしている大気からじわじわと、あるいは突発的にガスが流れ出しているはずである。そして、ガスが実質的に加速されるのは星の半径の約1.7倍よりも外側であるといえる。

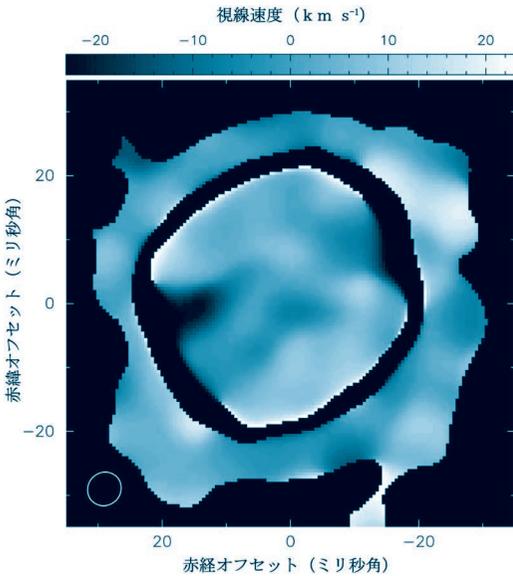


図6 VLT/AMBERで得られた赤色超巨星アンタレスの表面と大気の世界マップ。左下にビームサイズ (5.1×5.4 ミリ秒角) を示す。上が北、左が東。白っぽいところではガスはわれわれから遠ざかっており、青のところではガスがわれわれに近づいている。黒いリング状に見える領域は星の縁に相当する。星の縁では、有限なサイズのビーム内で吸収線成分と輝線成分が相殺するためCOのスペクトル線が見えなくなる。そのため視線速度が求められない。

図6に示されている上昇気流と下降気流が混在する速度場は対流を思わせる。しかし、最新の赤色超巨星の3次元対流シミュレーション³²⁾と比べた結果、これらの対流モデルは、観測されたような星の半径の約1.7倍まで広がった大気を再現できないことがわかった。つまり対流だけでは観測されたような星の半径の1.7倍という高度までガスをもちあげられないということである。では、何が、観測されたような乱流を引き起こし、また星の大気をもちあげているのであろうか。この力は質量放出のメカニズムに密接に関連していると考えられるが、まだわからない。赤色超巨星には磁場（表面で平均して数ガウス）が検出されているものがあるので³³⁾、磁場が関係している可能性がある。そこで観測と比べられるような赤色超巨星の理論的なモデルが待たれる。

6. まとめと今後の展望

赤色巨星、赤色超巨星の可視・赤外域での高空間分解能観測によって、星の半径の約100倍から数倍という空間スケールで星周エンベロープには塊状構造が見られることが直接観測された。さらに赤外干渉計VLTI/AMBERによって星の表面および大気非均一構造と乱流運動を捉えることに成功した。赤色超巨星アンタレスの大気は、上昇気流と下降気流が混在する乱流状態で、星の半径の約1.7倍よりも内側では、ガスの流出は系統的でもなく秩序立ってもないことが明らかになった。

質量放出を駆動している物理過程を解明するにはどういった観測がさらに必要であろうか。今回はCOの強いスペクトル線を用いて上層大気の2次元速度場マップを得たが、われわれの次の目標は恒星大気の3次元診断である。COの代わりに他の分子・原子の弱いスペクトル線を用いれば、大気下層部の速度場マップが得られるはずである。さまざまな強さのスペクトル線に対して今回紹介したような赤外干渉計観測を行えば、断層診断を

するように恒星大気の異なる高度での速度場マップを構築することができる。この恒星大気の動力学構造の3次元診断によって、恒星風を駆動するエネルギーや運動量がどのように大気を伝播するのかについての理解が進むであろう。また、ALMAを用いた10-20ミリ秒角の観測によって、外層大気に関する相補的な情報が得られる³⁴⁾⁻³⁶⁾。これらの高空間分解能観測を組み合わせることで、質量放出現象の包括的な描像が得られると期待される。そして、空間的に分解する（spatially resolve）だけでなく、長年の質量放出の問題を解決する（resolve）ことを目指したい。

謝辞

本稿で紹介した内容は、筆者が主導した投稿論文^{8), 12), 13), 25)}に基づいている。それらは、筆者のボン時代からチリに移った今に至るまで続けている、マックスプランク電波天文学研究所のGerd Weigelt, Karl-Heinz Hofmann, Dieter Schertlの3氏との共同研究の結果である。また、北カトリカ大学の内部研究費の支援も受けている。最後に、本稿の執筆を勧めてくださり、天文月報編集部に筆者らの研究を紹介して下さった小平桂一氏に深く御礼申し上げる。

参考文献

- 1) Cranmer, S. R., & Saar, S. H., 2011, ApJ, 741, 54
- 2) Deutsch, A. J., 1956, ApJ, 123, 210
- 3) Hoyle, F., & Wickramasinghe, N. C., 1962, MNRAS, 124, 417
- 4) Kwok, S., 1975, ApJ, 198, 583
- 5) Fleischer, A., et al., 1991, A&A, 242, L1
- 6) Höfner, S., et al., 2016, A&A, 594, 108
- 7) Ohnaka, K., et al., 2013, A&A, 555, 24
- 8) Ohnaka, K., 2014, A&A, 568, 17
- 9) Kervella, P., et al., 2011, A&A, 531, 117
- 10) Marsh, K. A., et al., 2001, ApJ, 548, 861
- 11) van Leeuwen, F., 2007, A&A, 474, 653
- 12) Ohnaka, K., et al., 2016, A&A, 589, 91
- 13) Ohnaka, K., et al., 2017, A&A, 597, 20
- 14) Knapp, G. R., et al., 2003, A&A, 403, 993
- 15) Norris, B. R. M., et al., 2012, Nature, 484, 220
- 16) Khouri, T., et al., 2016, A&A, 591, 70

- 17) Kervella, P., et al., 2016, A&A, 585, 28
 18) Schwarzschild, M., 1975, ApJ, 195, 137
 19) Freytag, B., et al., 2017, A&A, 600, 137
 20) Haguenaer, P., et al., 2012, SPIE Proceedings, 8445, 84450D
 21) ten Brummelaar, T. A., et al., 2005, ApJ, 628, 453
 22) Petrov, R. G., et al., 2007, A&A, 464, 1
 23) Ohnaka, K., et al., 2009, A&A, 503, 183
 24) Ohnaka, K., et al., 2011, A&A, 529, 163
 25) Ohnaka, K., et al., 2017, Nature, 548, 310
 26) Buscher, D. F., et al., 1990, MNRAS, 245, 7
 27) Tuthill, P. G., et al., 1997, MNRAS, 285, 529
 28) Young, J. S., et al., 2000, MNRAS, 315, 635
 29) Haubois, X., et al., 2009, A&A, 508, 923
 30) Baron, F., et al., 2014, ApJ, 785, 46
 31) ESO Science Release (eso1726)
 32) Chiavassa, A., et al., 2011, A&A, 535, 22
 33) Tessore, B., et al., 2017, A&A, 603, 129
 34) O’Gorman, E., et al., 2017, A&A, 602, L10
 35) Kervella, P., et al., 2018, A&A 609, 67
 36) Vlemmings, W., et al., 2017, Nature Astronomy, 1, 848

Witnessing Vigorous Atmospheric Turbulent Motion in a Cool Evolved Star by High Spatial Resolution Observations

Keiichi OHNAKA

Instituto de Astronomía, Universidad Católica del Norte, Avenida Angamos 0610, Antofagasta, Chile

Abstract: The mass-loss mechanism in cool evolved stars is a long-standing problem. Our high spatial resolution observations in the visible and infrared have revealed clumpy structures in the circumstellar envelope of cool evolved stars. Furthermore, we have succeeded in obtaining a two-dimensional velocity map over the surface and atmosphere of the red supergiant Antares—for the first time for a star other than the Sun. The velocity map shows the vigorous upwelling and downdrafting turbulent motion of large gas clumps.