

山村一誠

宇宙科学研究所

yamamura@ir.isas.ac.jp

ABSTRACT

宇宙赤外線天文台 ISO に搭載された 2 台の分光器 SWS と LWS は、2.4–200 μm という広大な波長域を途切れ無くカバーし、波長分解能数百～数千の分光観測を行った。観測対象は赤外線で見えにくく知られた天体ほぼ全てに渡り、これらの天体の性質をより深く考察するための基礎となったばかりでなく、これまでの常識を覆すような新しい発見を次々ともたらしている。本稿では、筆者が特に重点的に取り組んでいる AGB/post-AGB 天体の近・中間赤外線分光観測の結果を中心に、ISO によって得られた成果を概観する。取り上げるテーマは、「赤色巨星の大気外層中の分子」、「結晶質シリケートの発見」、「連星系 AGB/post-AGB 天体」に加えて「それ以外の ISO の成果」についても簡単に紹介する。

Key words: Stars: AGB and post-AGB – Stars: atmospheres – Stars: late-type – Stars: Circumstellar matter – Infrared: stars

1. The Infrared Space Observatory (ISO)

宇宙赤外線天文台 ISO (Kessler et al. 1996) は、ヨーロッパ宇宙機構 (ESA) が中心となって開発・運用した赤外線衛星である。1995 年 11 月に打ち上げられたこの衛星は、観測装置と望遠鏡を冷却するための液体ヘリウムを使い切ったミッションが終了した 1998 年 4 月まで、全部で約 26000 の観測を行い、膨大なデータを取得した。ISO はそれまでの赤外線天文衛星とは異なり、はじめて天文台タイプの運用を行った。すなわち、研究者が提案した観測計画に基づき、個々の天体の詳細な観測を行ったのである。ISO には 4 つの観測装置が搭載されていた (表 1) が、本稿では短波長分光器 SWS (Short-Wavelength Spectrometer; de Graauw et al. 1996) の結果を中心に取り上げる。SWS は波長範囲 2.35–45.2 μm を切れ目無く波長分解能 300–3000 (観測モードにより異なる。また Fabry-Perot モードでは最高 30000 を達成する) で分光する装置である。この波長範囲は一部

* Based on observations with ISO, an ESA project with instruments funded by ESA Member States (especially the PI countries: France, Germany, the Netherlands and the United Kingdom) with the participation of ISAS and NASA. The SWS is a joint project of SRON and MPE.

** 本稿は、1999 年度宇宙科学研究所宇宙放射線シンポジウム「次期赤外線天文ミッション」集録のために書かれた原稿をもとに加筆・修整したものである。

Table 1. ISO に搭載された観測装置とその仕様

装置名	開発国	装置の種類	波長範囲	仕様
CAM	フランス	撮像・低分散分光	2.5–17 μm	32 × 32 pixel
PHT	ドイツ	測光・低分散分光	2.5–240 μm	
LWS	イギリス	分光	43–197 μm	R=200–12000
SWS	オランダ	分光	2.35–45.2 μm	R=300–30000

を除き地上からはアクセスできない領域であり、以下に紹介するように SWS の行った大きな発見は特にこの地上からは見えない領域に集中している。

2. AGB 星の大気外層

AGB (Asymptotic Giant Branch) は小・中質量星 ($1 M_{\odot} \leq M_{*} \leq 8 M_{\odot}$) の進化の最終段階である。AGB 段階の星は赤色巨星となる。表面の温度は 3000 K あるいはそれよりもさらに下がり、半径は太陽の 400–500 倍にまで膨れる。AGB 星の多くは、ミラ型や半規則型の脈動変光星として観測される。ミラ型変光星は、約 1 年程度の周期で可視で数等の変光をしている。半規則型変光星はそれよりも短い周期で小さな変光幅を示す。

AGB 赤色巨星では、規則的な脈動によって表面から外側に物質が押し出される。十分遠方に達し、温度が下がるとダスト粒子の形成が始まる。ダストは中心星からの輻射圧によって外向きに加速され、周囲のガスを引き連れて宇宙空間に流れ出して行く。この「質量放出現象」を理解することが AGB 星研究の最大の目標であると言っても過言ではない。質量放出の理解のためには、星表面からダスト形成が行われるまでの領域の役割を調べることが重要である。温度が 1000–2000 K であるこの領域の研究に最も適するのは近・中間赤外線による観測であり、ISO/SWS による地球大気の影響を受けない観測データは、これまでほとんど知られていなかったこの領域に初めて光を当てたと言っても過言ではないだろう。

Fig. 1 は、ISO/SWS によって得られた質量放出率の比較的小さい AGB 星のスペクトルの代表例である。これらの星のスペクトルでは、大気中の分子や星周ダストからの吸収・輻射成分が卓越しているが、それらは炭素と酸素の存在比によって大きく変化する。これは、一酸化炭素 CO が非常に安定な分子であり、存在するほとんど総ての酸素あるいは炭素が CO 分子の形成に消費されてしまう事による。R Cas のように炭素より酸素が多い星の場合には、余った酸素原子が H_2O , SiO , CO_2 のように酸素を含む分子や珪酸塩 (シリケート) ダストをつくる。一方炭素原子の方が多い星 (R Scl) の場合は、HCN, C_2H_2 , C_3 のように炭素を主

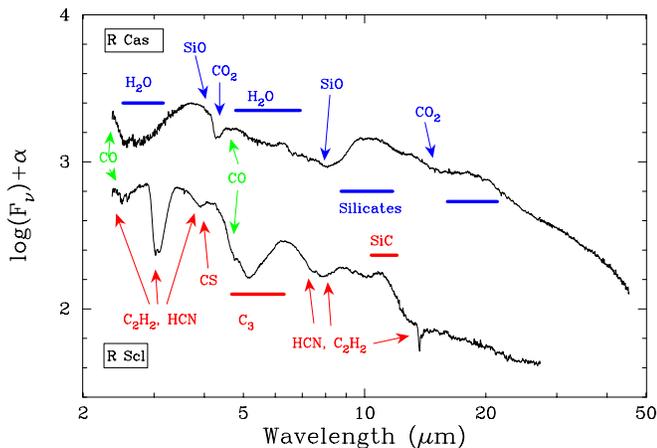


Figure 1. ISO/SWSによるAGB星のスペクトル。R Casは酸素原子の数が炭素原子よりも多い(太陽と似た)化学組成を持つ星で、 H_2O , SiO , CO_2 といった酸素を含む分子のバンドが見られる。R Sclは逆に炭素原子の方が多い炭素星と呼ばれる星で、アセチレン C_2H_2 , HCN , C_3 といった炭素系の分子の存在が確認される。

体とした分子や、 SiC 、アモルファスカーボンのダストが観測される。

ISO/SWSによる赤色巨星大気外層の成果のうちでも最も印象的なものの一つに、 $7.3\ \mu\text{m}$ にある二酸化硫黄 SO_2 分子の振動回転遷移バンドの検出がある (Yamamura et al. 1999a)。 SO_2 分子はこれまでの熱平衡化学計算では赤色巨星の大気外層には存在しないと考えられていた分子であるが、SWSによる観測で、酸素過多の星の大気中にかなり普遍的に、かつ大量に存在するらしいことが分かった。Fig. 2に示すように、この分子は吸収及び輻射バンドの両方が観測される。さらに尾中らの観測したT Cepのスペクトルでは、約一年半の間に輻射から吸収に転じている。この SO_2 バンドの変化は星の変光周期と同期しておらず、一過性の現象、あるいは変光周期よりも長い周期を持つ現象であると考えられる。ISOの観測期間はこの問題を解決するには十分ではなく、今後の継続的な研究が期待される。

SO_2 バンドの検出は大気外層の物理・化学状態の両方に新たな問題を投げかけた。簡単なモデル計算から、Yamamura et al. (1999a)はこの分子が約600 Kの励起温度を持ち、星の半径の約2~5倍のところに存在する事を示した。検出された赤外バンドは非常に強く、星の大気中の硫黄原子の相当量が SO_2 分子の形で存在することを示唆している。このように大きな存在量は、熱化学平衡状態 (Tsuji 1973)では再現できず、この領域が非平衡化学反応 (Duari, Cherchneff, & Willacy 1999; Beck et al. 1992)に支配されていると考えべきである。またこの結果から見積もられる SO_2 の存在する領域のガス密度は、動的な大気構造モデル (e.g., Höfner et al. 1998)から予想される値よりも数桁大きく、大気外層の物理的構造の再考察の必要性を訴えている。

CO_2 の観測データが初めて得られたのもISO/SWSの大きな成果である。(Justtanont et al. 1998; Ryde, Eriksson, & Gustafsson 1999)。 SO_2 と同じく CO_2 分子もその存在量はこれまで予想されていた値よりもずっと大きく、やはり

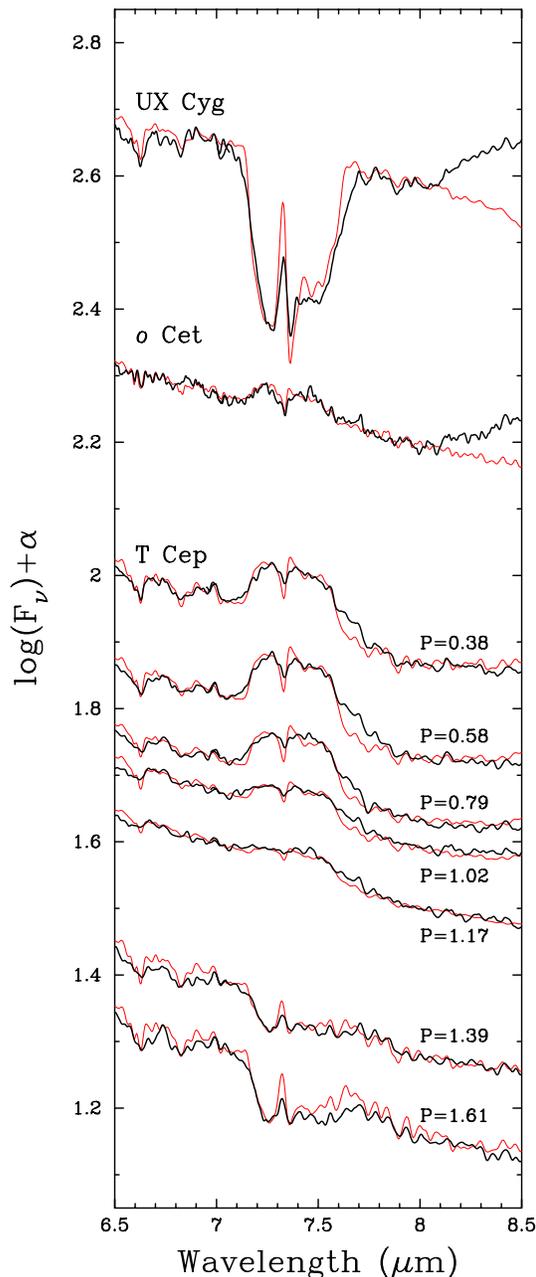


Figure 2. $\text{SO}_2\ \nu_3$ 振動回転遷移バンドのスペクトル (実線)。 SO_2 バンドは吸収・輻射の両方で見られ、特に変光モニタ観測を行ったT Cepでは観測期間中に輻射から吸収に転じているのが分かる。この変化は図に示してある星の(可視域での)変光とは同期していないことが分かる。グレーの線は平行平板モデルによるモデル計算の結果で、観測を十分再現していることが分かる (Yamamura et al. 1999a)。

この領域の複雑な化学構造を反映している。また、 $15\ \mu\text{m}$ 帯では、基底状態からの遷移だけではなく、振動励起準位間の遷移 (hot bands) がいくつも観測された (Fig. 3)。これら hot bands は常に輻射バンドとして観測され、その強度も基底状態のバンドと同程度に大きい(基底バンドは吸収に転じることもある)。Cami et al. (2000)は、これを大気外

層から星周縁にかけて分布した光学的に厚い CO₂ 層によるものであるとした。一方、González-Alfonso & Cernicharo (1999) は、これらのバンドが輻射励起されていると解釈している。いずれにせよ、これら二酸化分子の検出は、大気外層の複雑な物理・化学状態を解くための重要なデータとなっている。

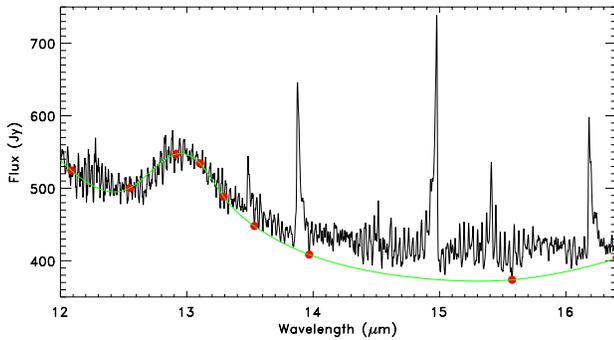


Figure 3. 赤色巨星 EP Aqr の 15 μm 帯の CO₂ バンド。これらは全て O-C-O の屈曲振動に因るものである。Q-branch が鋭いピークとして見えている他、R-, P-branch のラインが波長域全体に広がっている。14.93 μm にある基底状態への遷移の他に、上位エネルギーレベル間の遷移が 13.48, 13.87, 15.40, 16.18 μm 付近に見られる。また、同位体 ¹³CO₂ のバンドも基底状態への遷移 (15.42 μm) をはじめとして観測された。この観測から求めた ¹²CO₂/¹³CO₂ の同位体比は約 10 で、この星が AGB 段階の比較的早期にいることを示唆している。13 μm 付近にある幅広い山は、いわゆる 13 μm feature と呼ばれるダストのスペクトル成分で、アルミナ (Al₂O₃) だと考えられている (Cami et al. 2000)。

水は酸素過多の組成を持つ赤色巨星において赤外領域のスペクトルを支配している分子である。その重要性はこれまでも理解されていたが、地球大気中の水蒸気のために、十分な観測は行われていなかった。ISO/SWS は近赤外線の水バンドの全域を比較的高い分解能で観測した初めての装置である。Fig. 4 は T Cep の 7 回の観測のスペクトルの 2.3–5.3 μm の波長範囲を示したものである。図では見にくいかもしれないが、水の吸収バンドは SO₂ や CO₂ 分子と異なり、可視光での変光と同期して一周期後にはほぼ同じ形になっていることが分かる。また、Yamamura et al. (1999b) によれば、水分子は星表面に比較的近い (1–3 R_{*}) 場所にあると考えられ、その励起温度も 1000–2000 K 程度である。水分子バンドの時間変動の詳しい解析が Matsuura et al. (in preparation) によって行われている。

以上の結果は、AGB 赤色巨星の大気外層が物理的・化学的に複雑な構造を持ち、複雑な時間的変動を行っていることを強く示唆している。紙面の関係で述べないが、炭素星についても同様で、ISO/SWS の結果は我々に新しい問題を次々に投げかけている。詳しくは Yamamura et al. (1998), Aoki, Tsuji, & Ohnaka (1998), Aoki, Tsuji, & Ohnaka (1999), Cernicharo et al. (1999), Loidl et al. (1999) 等を参照されたい。近年急速に進歩している、星の脈動を考慮した動的な大気モデル (e.g., Höfner et al. 1998) は、これを理論的に再現しようという試みであり、一定の成果をあげている (Hron

et al. 1998; Loidl et al. 1999) が、大気外層の完全な理解には至っていない。当然のことながら、ISO/SWS によって得られた膨大な観測データは、理論モデルの構築の上で決定的に重要な役割を果たすものである。しかし、残念なことに SWS の波長分解能は、大気外層を理解する上で重要な物理量である、速度を測定するには不十分である。地上から行われている超高分解能分光観測はこれと相補的な関係にあるが、上に述べたような大気外層の比較的外側をよくトレースする分子はことごとく地球大気に隠されて観測できない。すなわち、スペースからの超高分解能観測が切望されるのである。

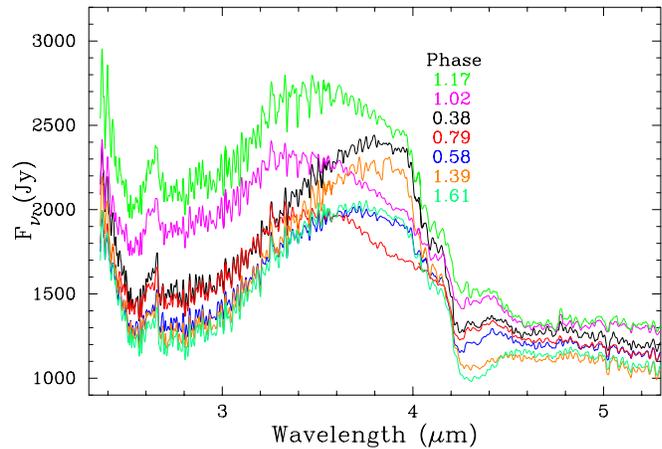


Figure 4. ISO/SWS による T Cep の 7 回の観測を重ねたもの。観測は約 2 ヶ月 (変光周期の約 0.2 毎) おきに行われた。水の水のスペクトルは、一周期後にほとんど同じ状態になっていることが見て取れる。数字は 3.8 μm 付近のスペクトルの上下順に観測時の変光 phase を示している。水バンドの他、CO (4.6 μm , 2.3 μm), SiO (4.1 μm), CO₂ (4.3 μm) のバンドが認められる。また一部のスペクトルに見られる 3.0–3.5 μm にかけての鋭い吸収線は OH 分子によるものである。

3. 宇宙の鉱物学

AGB 星においてのみならず、ISO/SWS の発見のハイライトの一つは、結晶質シリケートの発見であろう。これまで、宇宙空間に存在するシリケートダストは非晶質 (アモルファス) であると信じられていた。結晶質のシリケートは彗星のスペクトルや、地球の高層大気中で採取された惑星間塵のなかから検出されていたが、その起源は太陽系生成時の特殊な環境下で結晶化が進んだものだと考えられてきた。ところが、ISO/SWS, LWS によって得られた、様々な天体のこれまでにない高い分解能のスペクトルは、20 μm より長い波長において AGB や post-AGB、惑星状星雲などの恒星進化末期の天体 (Waters et al. 1996; Fig. 5)、あるいは Herbig Ae/Be 星のような若い恒星の星周ディスク (Waelkens et al. 1996) の両方に著しい結晶質シリケートのスペクトル成分を見いだしたのである。

一般に星から観測される結晶質シリケートのスペクトルは、実験室で測定されるものに比べてずっとシャープであり、

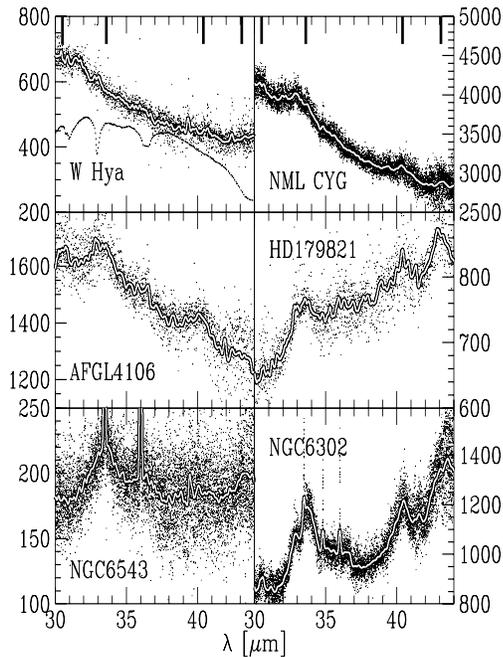


Figure 5. 進化の進んだ天体の ISO/SWS スペクトル。W Hya は質量放出の比較的穏やかな AGB 星で、結晶質シリケイトの成分はほとんど見られず、スペクトルは滑らかである。同時に示したのが分光器の感度特性で、装置起源の疑似スペクトル成分はほとんどないことを示している。NML Cyg は質量放出率の大きい赤色超巨星、中段はともに post-AGB 天体、下段は惑星状星雲で励起された原子・イオンからの線スペクトルが見えている。一般に進化が進む（上段 下段）ほど結晶質シリケイトの成分が目立つようになるが、これは主にダストの温度分布による効果だと考えられている（本文参照）。

これらの天体での物理的・化学的環境が実験室よりもより整った結晶の成長を促していることが予想される。シリケイトは、 $Mg_{2x}Fe_{2(1-x)}SiO_4$ (Olivine) あるいは $Mg_xFe_{(1-x)}SiO_3$ (Pyroxene) のような組成を持っている。Mg と Fe の組成比によって、スペクトル成分のピーク位置や幅が変化することを利用して、観測されたスペクトルに見えている結晶質シリケイトの組成を調べてみると、すべての天体においてほぼ 100 % Mg-rich であることが分かった (Jäger et al. 1998; Molster et al. 1999a)。このことから逆に、非晶質シリケイトは鉄を多く含むと予想される¹。AGB 星のような、質量放出によって形成された星周縁中の、ダストに含まれる結晶質ダストの割合は高々 20 % 程度である。結晶質と非晶質のダストが均一に混ざっている場合には、高温の非晶質ダストからの輻射成分が卓越するために、結晶質シリケイトの存在は確認が難しい (Kemper et al. 2001)。Mg-rich のシリケイトは可視光や近赤外に対する吸収係数が小さいため、同じ場所に存在していても非晶質に比べて低温にな

¹ [向井氏のコメント] ダストの凝縮過程において、通常鉄の微粒子が最初に分離し、その後シリケイトの形成が起こる。その後、もし十分な条件がそろえば鉄とシリケイトの再結合が起こるが、そうでなければ両者は分離したままである。したがって、非晶質が必ずしも鉄に富んでいるとは限らない

る。これまでの 10 μm 帯での中間赤外線観測でこれらの結晶質シリケイトが検出されなかったのはそのためである。

シリケイトダストの天体中での結晶化プロセスについては、まだ良く分かっていない。Hallenbeck et al. (2000) は、実験室中で非晶質のシリケイトを高温焼鈍し、結晶化が進むことを確認した。彼女らの結果では結晶化の速度は温度に激しく依存するので、実際の天体の環境との関連付けは簡単ではない。質量放出時の結晶化プロセスについては、Sogawa & Kozasa (1999) などの考察があるが、上記の観測的事実を全て説明できるものではなく、今後の進展が望まれる。観測的なアプローチとして、Meeus et al. (2001) は 14 の Herbig Ae/Be 星におけるダストの進化を追った。SWS スペクトル全体の形からこれらの星は 3 種類に分類され、それぞれディスク形成の異なる進化段階にあるグループだと考えられる。進化が進むほど、ダスト粒子のサイズが大きくなっている傾向がある。ところが、結晶化シリケイトの強度について、グループ間で系統的な差異は見られなかった。このことは、結晶化プロセスとダスト粒子の成長のタイムスケールが異なっていることを示唆している。さらに、結晶化の度合いと中心星の進化の間にも直接的な関係が見つからなかった。すなわち、若年期の星の進化と星周ディスクの成長、その中での結晶化は複雑な物理条件に従っていることが示唆される。

いままでのところ、結晶質シリケイトは進化末期の天体と、逆に星形成直後の天体の星周ディスクから検出されている。後者は、おそらく現在彗星 (Fig. 7 参照) や惑星間塵中に見つかっている結晶質シリケイトの起源となっているものであろう。興味深いのは、進化末期天体から星間空間へ放出され、その後星形成によって再び恒星系に取り込まれるまでのダストの存在形態である。長い時間低密度の状態宇宙線など過酷な環境下に曝されたダストが、一旦非晶質に戻り、星形成期に再び結晶化が行われるのか、あるいは質量放出時に結晶化されたダストがそのまま星形成時に取り込まれるだけなのかはよく分かっていない²。Fig. 7 にあるように、彗星と post-AGB 星のスペクトルが極めて似ているという事実は、この疑問を真剣に考察すべきものにしてている。ISO/SWS の感度では、星間ダスト中に結晶質シリケイトが存在するかどうかについての明確な観測的結論は得られなかった。この問題は、SIRTF や ASTRO-F など今後のスペース赤外線観測に委ねられている。

4. 連星系 AGB/post-AGB 星

ISO/SWS の幅広い観測可能波長域は、長波長側における結晶質シリケイトの発見と相まって、個々の天体の化学組成を決定する新しい手段をもたらした。上に述べたように、非常に安定な分子 CO の存在により、酸素過多の状況と炭素過多の場合とは、生成する分子やダスト成分は全く異なっていて、両方が同時に存在することはありえない。ところが ISO の観測によって、酸素過多で出来る物質と、逆

² [向井氏のコメント] 結晶質は非常に安定であるので、非晶質から結晶質への転換は通常不可逆な変化である。例えば彗星中に現在でも結晶質シリケイトが存在していることは、宇宙線に長時間曝されたとしても非晶質に戻らないことを示している。したがって、進化の進んだ星で作られた結晶質シリケイトはそのまま星間空間に残っていると考えてもよいのではないかと？

に炭素過多を示す物質が混在している天体がいくつも発見された。通常の AGB 星の進化では、中心部のヘリウム層の核燃焼により炭素が生産され、それが徐々に表面に運ばれてきて、表面での炭素の割合を増やす方向に進むことが知られている。したがって、両者が混在している天体は、過去の酸素過多の時代に生成した物質が何らかの理由で系に取り置かれ、その後中心星が炭素過多に進化したのだと解釈されている。そして、酸素過多の物質を保存する手段としては、連星系の相互作用によるディスクの形成を考えるのが一般的である。

酸素過多と炭素過多の双方の特徴を示す天体としては、IRAS に搭載された LRS (Low-Resolution Spectrometer) によって発見された、いわゆる「シリケート炭素星」がある (Little-Marenin 1986; Willems & de Jong 1986)。これらの天体は、以前の可視光や近赤外線観測から、表面組成が炭素過多の星として知られていたのに対し、 $10\ \mu\text{m}$ と $18\ \mu\text{m}$ に (非晶質) シリケートの輻射成分が明らかに見えているというものである。ISO/SWS においてもシリケート炭素星の観測が行われた。Yamamura et al. (2000) はシリケート炭素星 V778 Cyg の赤外線スペクトルがおおよそ $6.5\ \mu\text{m}$ を境に中心の炭素星とシリケートダストの輻射成分にはっきり二分できること、またシリケートダストのスペクトルが 14 年前の IRAS/LRS の観測したものから全く変化していないことを見いだした (Fig. 6)。この結果と、以下に示す新しく ISO が発見した天体との比較から、V778 Cyg を始めとするシリケート炭素星は連星系を成しており、目に見えない伴星の周囲に保存されたシリケートダストが、現在も徐々に放出されているのであろうという見解を示した。

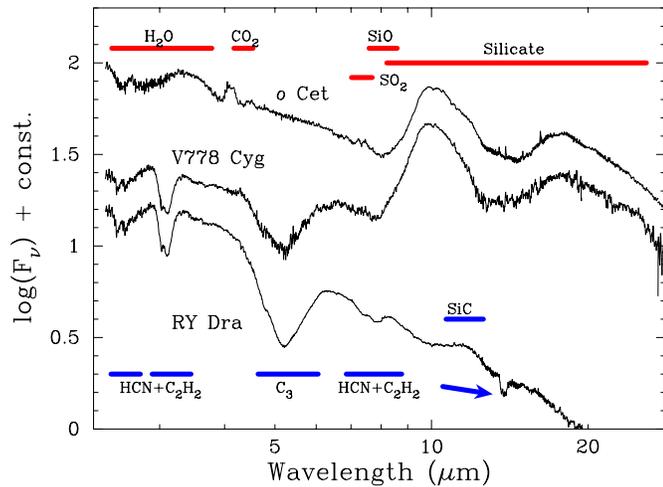


Figure 6. シリケート炭素星 V778 Cyg の ISO/SWS スペクトル。比較のために酸素過多の赤色巨星 *o* Cet と炭素星 RY Dra を示す。おおよそ $6.5\ \mu\text{m}$ を境目として、短い波長は完全に炭素星のスペクトルと一致し、それより長いところではシリケートの輻射バンドが卓越している (Yamamura et al. 2000)。

Fig. 7 は、ISO による観測で発見された新しい種類の「シリケート炭素星」IRAS 09425–6040 である (Molster et al. 2001)。この天体のスペクトルは $15\ \mu\text{m}$ 程度まで完全に炭素星の性質を示しているのに対し (したがって、IRAS/LRS

でもその素性は明らかにならなかった)、それより長い波長帯では著しい結晶質シリケートの成分がみられる。実際、この天体は ISO で観測された天体の中でも最も結晶質シリケートに富んだ天体で、観測されているダストの 75 % が結晶質であるとされる。このような著しい結晶質ダストの含有は、有名な post-AGB 天体である the Red Rectangle (Waters et al. 1998) や、Fig. 7 にも示している AC Her、さらに Herbig Be 型星である HD 100546 (Malfait et al. 1998) にもみられる現象である。

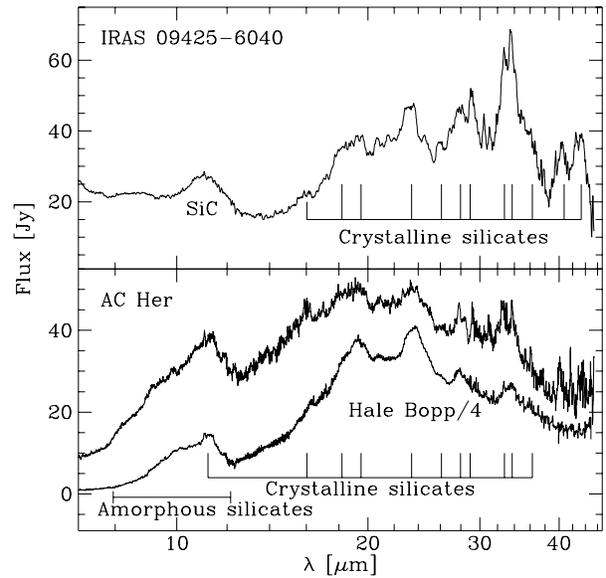


Figure 7. 結晶質シリケートを示す天体の ISO/SWS スペクトル。IRAS 09425–6040 は現在知られている ISO で観測された天体の中で最も結晶質シリケートに富んだ星であるが、この星は実は炭素星である。この星はおそらく星周円盤を持ち、ダストの結晶化はその中で進んだと考えられる。AC Her はさらに進化の進んだ post-AGB 天体で、やはり星周ディスクの存在が示唆されている。そのスペクトルはハール・ボップ彗星のものと良く似ており、中心星の進化段階によらず、「ディスク」中での結晶質シリケートの形成過程の類似性を示唆している。Molster et al. (2001) より。

IRAS 09425–6040 はこれまでほとんど注目されたことのない天体なので、その素性は今後の研究を待たねばならない。The Red Rectangle については、地上から中間赤外線領域での撮像観測が行われている (Waters et al. 1998)。それによれば、この天体は中心にある連星系を取り囲んだディスクをほぼ真横からみていて、炭素過多の兆候の一つである PAH (Poly-Aromatic Hydrocarbon) の輻射成分は、ディスクとは垂直の方向に吹き出した星風中からみられる。したがって、逆にシリケートダストはディスク中に存在しているのもっともであろう。AC Her や HD 100546 にもディスクの存在が確認されている。

「普通」の質量放出によってできた星周縁中には各々 20 % しか存在していない結晶質シリケートダストが、星周ディスクを持つ天体では著しく多いという事実は、ディスク中で

の結晶化プロセスについて検討する必要性を意味している。Molster et al. (1999b) はディスク中での非熱的焼鈍過程を提言している。一方で、先に述べた V778 Cyg では、結晶質シリケートの存在は有意に確認できず、スペクトルは通常の質量放出を行っている赤色巨星と見分けがつかない。この違いを Yamamura et al. (2000) では、the Red Rectangle などは V778 Cyg よりも近接した連星系であり、強い相互作用により系全体を取り囲むような大きな星周ディスクを造っているのではないかとしている。もしこれらの天体中のディスクが、主星から引き出されたガスの状態で形成され、その後にダスト形成が行われたのであれば、十分に高い密度と長い時間とによって、ダストの成長と結晶化が促進されることが起こりうるのかも知れない。この問題については、近接連星系の進化と合わせた研究を行っていく必要がある。

連星系 post-AGB 星については、これ以外にも様々な特異な性質が見つかった。ISO 以前から、これらの星の表面組成を測定すると、重金属が極めて欠乏していることが知られていた。これは、星周ディスクの形成後にダストに取り込まれなかったガスのみが星表面に再降着することによって起るとされている (Waters et al. 1992)。ISO/SWS の観測においては、例えば Cami & Yamamura (2001) は HR 4049 という連星系 post-AGB 星の $15 \mu\text{m}$ 帯の CO_2 バンドを解析し、この天体では酸素の同位体 ^{18}O および ^{17}O が極めて過剰に存在しているという結果を得ている。得られた値は通常の恒星進化の理論では説明できないもので、連星系の強い相互作用が星の進化に影響をおよぼしているものと考えられる。

5. その他の ISO の成果

5.1. 星間空間の氷

低温の分子雲中では、水や CO_2 などの分子は固体の状態が存在している。これらの固体成分は、それ自身が周囲の環境を探るためのプローブとなるばかりでなく、その表面や内部での化学反応を通じて星間物質の化学進化に大きな役割を果たしていると考えられる。Fig. 8 は生まれたての大質量星 NGC 7538 IRS9 のスペクトルで、 $3 \mu\text{m}$ 帯の水、 $4.2 \mu\text{m}$ 付近の CO_2 などの様々な氷のスペクトルが検出されている (Wittet et al. 1996)。実験室で合成された氷のスペクトルとの比較から、星の周囲での氷の成分の変化 (e.g. Ehrenfreund et al. 1998)、 $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ の銀河系内の分布 (Boogert et al. 2000) などの研究が行われている。

5.2. Vega 型星の探索

Vega 型星、すなわち遠赤外線の超過を示す主系列星の探索が ISO/PHOT (測光器) によって行われた。端的に結論を言えば、IRAS よりも深いレベルでの観測を行ったにも関わらず、それに見合うだけの数の Vega 型星現象を見つけることはできなかった。Habing et al. (1999) によれば、年齢が 300 Myr よりも若い場合にはほとんどの天体がディスクを持つのにに対し、 400 Myr よりもあとではほとんどの天体からディスクが消失してしまうという。彼らは、星形成時にできたディスクから定常的にダストが供給されることで Vega 型星のディスクが保持され、供給がつかなくなる

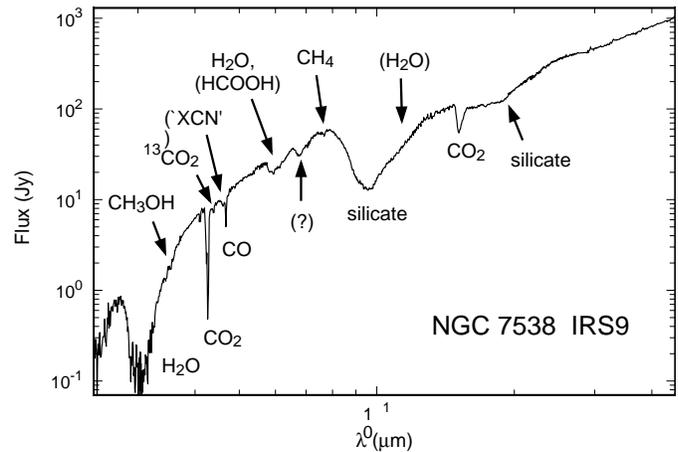


Figure 8. 生まれたての大質量星 NGC 7538 IRS9 の ISO/SWS スペクトル (Wittet et al. 1996)。 H_2O (3.0 & $6.0 \mu\text{m}$), CH_4 ($7.67 \mu\text{m}$), CO_2 (4.2 & $15.3 \mu\text{m}$), CO ($4.67 \mu\text{m}$), HCOOH ($5.83 \mu\text{m}$) など様々な氷のスペクトルが吸収として見られる。これらの氷の形成過程、化学組成、周囲の環境などの研究が進められている。

によりディスクが消失すると考えた。しかし、その具体的なメカニズムについては今後の研究を待たねばならない。

5.3. 星形成領域の偏光観測

ISO/PHOT および CAM には偏光観測を行う機能が搭載されてはいた。が、衛星の運用上から視野が固定されてしまうために、装置の持つ偏光度を補正することが難しいこと、また検出器の感度特性が刻々変わってってしまうことなどの理由により、観測とデータの解析はたいへん難しく、これまでに発表された成果はほとんどない。その中で、比較的明瞭な結果として発表された (ただし査読論文ではない) ものの一つ Clemens et al. (1999) の結果を紹介する。

彼らは、フィラメント構造を持つ星形成領域 GF9 の 1. 原始星コアの場所、2. 星形成のないフィラメント部分、3. フィラメントからはずれた広がった分子雲、の 3 箇所について波長 $160 \mu\text{m}$ での偏光観測を行った。その結果、領域 1. が著しい偏光を示すのに対して、2. の偏光は弱いことが分かった。すなわち、偏光を磁場によって方向のそろったダストによって生じているものとする、たとえフィラメント上であろうと、原始星コアを形成するためには磁場が必要であることを示唆している。また、3. では 1. に匹敵する大きい偏光度が観測された。

6. まとめ

以上、ISO によって行われた観測の中から、特に AGB/post-AGB 天体を中心に興味深いと思われる成果を列挙してみた。トピックの選択に、筆者の趣味が多分に反映されているであろうことをご容赦願いたい。当然のことながら、今回紹介した内容はほんの一部であり、これ以外にも様々な研究成果が発表されているか、あるいは研究が進行中である。そればかりか、まだ解析もされていない貴重なデータが大量に潜んでいるかも知れない。また、ISO が投げ掛けた様々な疑問への回答は、今後の観測的、理論的な研究を待たね

ればならない。ISOのすべての観測データはすでにデータアーカイブとして公開されており、誰でも利用することができる。アーカイブデータは自動的に処理され、既に科学的な使用に耐える最低限のレベルまでにはなっている。また、さらに綿密な処理や解析を行うための各種ソフトウェアも整備されている(ただし、すべてIDLベースである。またきちんと処理するためには装置に関する多少の知識と熟練が必要である)。詳しくは<http://www.iso.vilspa.esa.es/>をご覧ください。一人でも多くの方が、ISOのデータと成果に興味を持っていただけることを切に願う次第である。

謝辞

共同研究者である Teije de Jong, Rens Waters, Carsten Dominik, Frank Molster, Jan Cami, Mikako Matsuura, Takashi Onaka の皆さんに感謝します。向井先生講演中の貴重なコメントありがとうございました(正しく表現されているでしょうか?)。

REFERENCES

- Aoki W., Tsuji T., Ohnaka K., 1998, A&A 340, 222
Aoki W., Tsuji T., Ohnaka K., 1999, A&A 350, 945
Beck, H.K.B., Gail, H.-P., Henkel, R., Sedlmayr, E., 1992, A&A 265, 626
Boogert A. C. A., Ehrenfreund P., Gerakines P. A., et al., 2000, A&A 353, 349
Cami J., Yamamura I., de Jong T., et al., 2000, A&A 363, 562
Cami J., Yamamura I., 2001, A&A Letter, in press.
Cernicharo J., Yamamura I., González-Alfonso E., et al., 1999, ApJ 526, L41
Clemens D., Kraemer K., Ciardi D., 1999, ESA-SP 435, 7
de Graauw Th., Haser L.N., Beintema D.A., et al., 1996, A&A 315, L49
Duari D., Cherchneff I., & Willacy K., 1999, A&A 341, L47
Ehrenfreund P., Dartois E., Demyk K., D'Hendecourt L., 1998, A&A 339, L17
González-Alfonso E., & Cernicharo J., 1999, In: P. Cox & M.F. Kessler (eds.), The Universe as seen by ISO, ESA SP-427, Noordwijk, p.325
Habing H.J., Dominik C., Jourdain de Muisson M., et al., 1999, Nature 401, 456
Hallenbeck S.L., Nuth III J.A., Nelson R.N., 2000, ApJ 535, 247
Höfner S., Jørgensen U.G., Loidl R., & Aringer B., 1998, A&A 340, 497
Hron J., Loidl R., Höfner S., et al., 1998, A&A 335, L69
Jäger C., Molster F.J., Dorschner J., et al., 1998, A&A 339, 904
Justtanont K., Feuchtgruber H., de Jong, T., et al., 1998, A&A 330, L17
Kemper F., Waters L.B.F.M., de Koter A., Tielens A.G.G.M., 2001, A&A, in preparation
Kessler M., Steinz J.A., Anderegg M.E., et al., 1996, A&A 315, L27
Little-Marelin I.R., 1986, ApJ 307, L15
Loidl R., Höfner S., Jørgensen U.G., Aringer B., 1999, A&A 342 531
Malfait K., Waelkens C., Waters L.B.F.M., et al., 1998, A&A 332, L25
Matsuura M., Yamamura I., de Jong, T., et al. in preparation
Meeus G., Waters L.B.F.M., Bouwman J., et al., 2001, A&A, in press (astro-ph/0012295)
Molster F.J., Waters L.B.F.M., Trams N.R., et al., 1999, A&A 350, 163
Molster F.J., Yamamura I., Waters L.B.F.M., et al. 1999, Nature 401, 563
Molster F.J., Yamamura I., Waters L.B.F.M., et al. 2001, A&A, in press
Ryde N., Eriksson K., Gustafsson B., 1999, A&A 341, 579
Sogawa H., Kozasa T., 1999, ApJ 516, L33
Tsuji T., 1973, A&A 23, 411
Waelkens C., van Winckel H., Waters L.B.F.M., Bakker, E.J., 1996, A&A 314, L17
Waters L.B.F.M., Trams N.R., Waelkens C., 1992, A&A 262, L37
Waters L.B.F.M., Molster F.J., de Jong T., et al., 1996, A&A 315, L361
Waters L.B.F.M., Waelkens C., Van Winckel H., et al., 1998, Nature 391, 868
Willems F.J., de Jong T., 1986, ApJ 309, L39
Wittet D.C.B., Schtte W.A., Tielens A.G.G.M., 1996, A&A 315, L357
Yamamura I., de Jong T., Justtanont K., et al., 1998, ApSS 255, 351
Yamamura I., de Jong T., Onaka T., et al., 1999a, A&A 341, L9
Yamamura I., de Jong T., Cami J., 1999b, A&A 348, L55
Yamamura I., Dominik C., de Jong T., et al., 2000, A&A 363, 629