

X線分光観測で探る中性子星における 速い陽子捕獲過程元素



窪田 めぐ¹・牧島 一夫²・
玉川 徹³・Liyi Gu⁴

〈^{1,3,4} 理化学研究所 〒351-0198 埼玉県和光市広沢 2-1〉

〈^{1,3} 東京理科大学 〒162-8601 東京都新宿区神楽坂 1-3〉

〈³ 東京大学カブリ数物連携宇宙研究機構 (Kavli IPMU) 〒279-8583 千葉県柏市柏の葉 5-1-5〉

e-mail: ¹megu.kubota@phchd.com

中性子星低質量X線連星系は、宇宙での「速い陽子捕獲過程」の有力サイトであると考えられているが、これまで観測的な証拠は乏しかった。私たちは、この種の天体の典型例である Aquila X-1 において、「すざく」衛星で観測されたスペクトルの 30 keV 付近に、典型的な X 線放射モデルでは説明できない謎の超過構造があることに注目した。詳しい検討の結果、この構造の形状は、原子番号 $Z \sim 50$ の重元素からの K 殻再結合放射で説明できることがわかった。他方、観測されたスペクトル構造の強度を説明するには、対応する重元素の量が太陽組成より 7 桁も多いことが必要であるが、中性子星の表面で発生する Type-I X 線バーストでは、速い陽子捕獲により、 Z が 50 前後の重元素がこの程度まで合成されることが理論計算で示されている。よって本研究の結果から、Aquila X-1 のスペクトルの 30 keV に見られる超過構造は、速い陽子捕獲過程で生成された重元素からの再結合放射である可能性が示唆された。

1. はじめに

2019 年は、ドミトリ・メンデレーエフが元素の周期表を発見して 150 年を迎える記念すべき年、国際周期表年であった。今日までに、たくさんの研究者によって数多くの元素の存在が明らかになった。特に 2012 年には、113 番元素（後にニホニウム）の存在が確認たるものとなり、大きな盛り上がりを見せた。元素の発見に伴って次に不思議に思うことは、「自然界に存在する元素がどこで生成されるのか？」ということであろう。では、宇宙における元素合成のレシピを見てみよう。

いまから 138 億年前、宇宙はビッグバンによっ

て誕生したと考えられている。誕生直後の宇宙は非常に高温だったが、膨脹により温度が数十億度より下がると、バラバラだった陽子と中性子が結合し、重水素が生成され、さらにそこから複数の経路で ⁴He が生成される。このようなビッグバンに伴う元素合成では、He よりも重い元素を作ることは難しい (Li もわずかではあるが合成される)。しかし、H と He だけでは惑星系も私たち人間を含む生命系も作られない。

では、私たちの身の回りにある元素はどのように作られたのか？ ご存知のように、星内部で ⁴He を種とする核融合 (α -過程) や Ia 型超新星爆発で、Fe を中心とした安定元素が合成される^{*1}。

*1 Fe は化学的に最も安定で、宇宙空間で多く存在する元素であることが知られている

超新星爆発のもう1つの型である、重力崩壊型の超新星では、星の初期質量に応じて、爆発後の中心に中性子星が残る。中性子星は一般的に、冷たくなった「星の死骸」という印象を持たれるだろうが、必ずしもそうではない。この天体は主に中性子の縮退圧で支えられていて、いわば巨大な原子核である。その中心部の密度は、地球上の物質の最高密度である飽和原子核密度を、3倍も超えると見られるため、原子核物理の検証をする上で最適な実験場と考えられている。

実は中性子星は、Feを超えた重元素合成の有力なサイトなのである。その理由の1つに、中性子星どうしの合体がある。衝突時に中性子密度が高くなるため、原子核が中性子をベータ崩壊よりも早いタイムスケールで連続的に捕獲し重い元素を作るという、「速い中性子捕獲反応」(r-過程; rapid process) [1]が進行する結果、AuやPtなどのレアメタルを生成できることが理論から示唆されている。実際、2017年8月17日には重力波望遠鏡により、世界初の中性子星どうしの合体イベントが検出され、それに追従した電磁波の観測から、r-過程が起きている可能性が示された[2]。

r-過程は、中性子過剰な原子核を合成する過程であるが、これと対になるものとして、「速い陽子捕獲過程」(rp-過程; rapid proton capture process) [3]がある。この過程では、連続的な陽子捕獲と β^+ 壊変*2の繰り返しで反応が進行し、重元素を生成する。ただし反応に関与するのが陽子であるため、陽子過剰な環境でしか起こらず、またクーロン障壁が存在する結果、r-過程よりも起こりにくい。その有力なサイトと考えられているのが、中性子星と低質量(太陽質量と同程度ないしより軽い)の星との連星系、すなわち中性子星低質量X線連星系(NS-LMXB; neutron star

low-mass X-ray binary) である。

NS-LMXBでは、自身のロッシュローブ*3を満たす伴星から、中性子星へと質量移送が起きており、物質は降着円盤を形成しつつ中性子星へと降着する。質量降着率が $\dot{M} \gg 10^{-8} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (M_{\odot} は太陽質量)と高い場合には、降着物質は中性子星の表面で連続的に核融合を起こし、重力エネルギーと合わせて核エネルギーも解放していると考えられる。他方で $\dot{M} \ll 10^{-8} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ と低い場合、降り積もった物質は中性子星の強い重力によって圧縮され、ある閾値に達したとき、突発的に核燃焼に火が着く。これはType-I X線バースト(以下XRB)と呼ばれる現象として観測され、X線強度が突然に急上昇し、典型的に数十秒で減衰する。XRBの着火時の温度と密度は、それぞれ $10^8\text{--}10^9 \text{ K}$ と 10^6 g cm^{-3} と考えられ、これらの条件が満たされた天体は、数時間から数日の間隔でXRBを繰り返す。

一般にXRBにおいて、大部分の核エネルギーは $\text{H} \rightarrow \text{He} \rightarrow \text{C}$ の過程で放出されるが、反応の現場は高温高压なので、核融合反応はさらに進行し、鉄より重い重元素まで生成されることが考えられる。伴星が水素外層を失ったヘリウム星でない限り、これらの反応は水素過剰な環境で起きるので、その際rp-過程が主要な役割を果たしていると考えられる。こうして生成された重元素は、ごく少量ながら放射圧で吹き飛ばされる場合があり、これは私たちが観測する宇宙の元素組成に寄与している可能性がある。本稿で議論する、NS-LMXBにおけるrp-過程について、もう少し詳しく見ていこう。

2. rp-過程の実験的・理論的研究

rp-過程が関与する元素合成の研究は、実験的

*2 β^+ 壊変は、 β^+ 崩壊(原子核が陽電子と電子ニュートリノを放出して原子番号が1つ減る過程)と軌道電子捕獲(原子核が軌道電子を捕獲して原子番号が1つ減る過程)を指す。

*3 近接連星系のポテンシャルにおいて、ラグランジュ点L1を通るもの。

研究・理論的研究・観測的研究の3つの柱で支えられている。実験的研究としては、理化学研究所のRIビームファクトリー（RIBF）などの重イオン加速器施設で行われている、精密な質量測定や核構造の測定が挙げられ、それによりrp-過程に関与する反応の経路・反応率・分岐比や、関与する不安定核の寿命などを知ることができる。2つ目は、実験により求められた核データを使用して反応ネットワークを数値的に計算し、反応の進行を調べる理論的研究である。NS-LMXBでのrp-過程の計算は、2001年にSchatzら[4]によって行われた。それによると、原子番号 $Z=52$ の ^{107}Te と ^{108}Te が α 崩壊する核種であることから、rp-過程は最終的にSnSbTeサイクルを形成して頭打ちになる。結果として $Z\sim 50$ の核種が大量に生成され、それは重量比にして、燃料となる水素の30%にも達する。近年の実験から、このサイクルが形成されず、幅広い核種が合成される可能性も指摘されているが[5]、 $Z\sim 50$ の核種が濃縮されていることは、間違いなさそうだ。

これまで、実験・理論的研究は精力的に行われてきたが、3つ目の柱である、宇宙でのrp-過程に伴う重元素合成の観測的証拠は、未だに極めて乏しい。上記の理論計算で示唆されるような、XRBで多く作られるはずの $Z\sim 50$ の重元素が、中性子星の周辺にあった場合、そのK殻電子の束縛エネルギーは $0.0136 Z^2\sim 30$ keVなので、X線スペクトルのその付近に局所的な構造が現れることが期待されるが、このエネルギー帯域での宇宙X線の観測は、感度もエネルギー分解能も、必ずしも十分ではなかったのである。

3. Aql X-1の謎のスペクトル構造

私たちは、NS-LMXBでのrp-過程に伴う重元素合成の、ヒントとなりうるスペクトル構造を、「すぎく」で観測されたAquila X-1（以下、Aql X-1）のX線スペクトルに見出した[6, 7]。この天体は典型的なNS-LMXBで、わりに近距離（5.2 kpc）の

ためX線で明るく観測しやすい。しかも質量降着率の条件が良い場合、数時間から数日に一度の頻度でXRBを起こすので、rp-過程の研究に適している。Aql X-1はまた、再帰性のX線新星として、典型的に1-2年に一度の頻度で、X線で数桁も増光し、その上りと下りで2つのスペクトル状態、つまり円盤放射が卓越するソフト状態と、円盤の内側に存在する高温のプラズマの流れ（高温降着流）が放射を支配するハード状態を行き来する。ハード状態では、中性子星表面からの黒体放射が後続の高温降着流で逆コンプトン散乱されることで、図1に示すように、 ~ 100 keVまで伸びる非常に硬い連続X線スペクトルが形成される。これは2007年秋に起きたアウトバーストが減衰する途中、「すぎく」の観測で得られたものである。

図1をよく見ると、滑らかであるべき熱的コンプトン放射スペクトルの ~ 30 keV付近に、不自然な折れ曲がりないし盛り上がりがあることがわかる。この構造は、櫻井[8]で指摘されていたものの、その正体は不明であった。私たちは、もしやこの未知の構造が、rp-過程で合成された重元素に起因するのでは、と考えるに至った[9]。

一般に太陽組成を考える限り、 $Z\sim 50$ の重元素の個数存在比は、宇宙に豊富に存在するFeに比べ、約5桁も低い。図1で、7 keV付近に辛うじてFeの輝線（しかも中性子星表面からとは限らない）が見られることを考えると、 $Z\sim 50$ の重元素の構造が見えるには、それらが太陽組成に比べ、6桁以上も濃縮されていなければならない。これは通常とても考えられないことだが、Aql X-1でrp-過程が起きていると考えると、それらの重元素が大量に存在する環境が実現している可能性は、ありうる。この一見すると突拍子もない、「観測されている構造がrp-過程生成元素からの放射であるという可能性」を論理的に追い詰めることこそが、私たちの研究のモチベーションである。

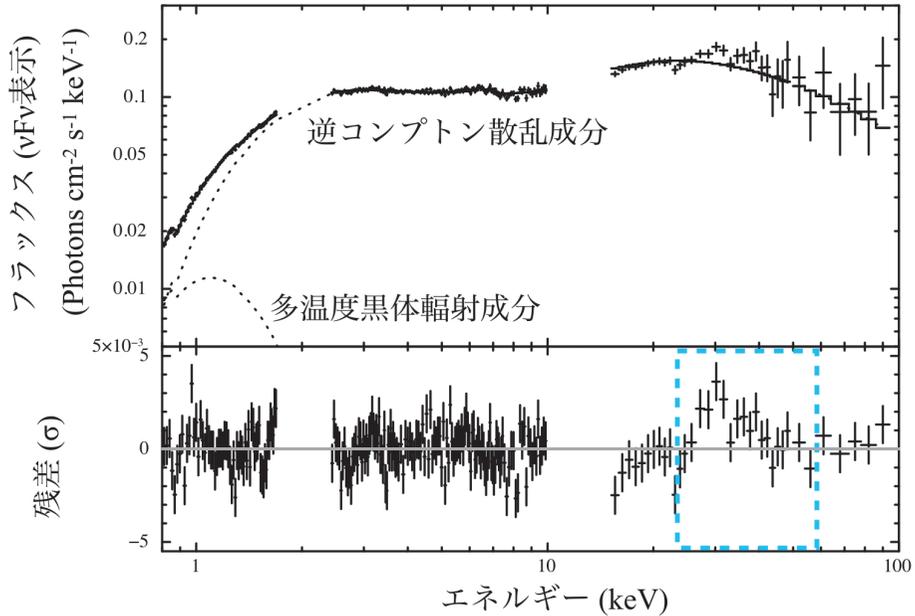


図1 Aquila X-1のエネルギースペクトル (vFv表示). 0.8-10 keVはX線CCDカメラ (XIS), 15-100 keVは硬X線検出器で得られたもの. 実線は得られたデータを, NS-LMXBのスペクトルを説明する基本的な2成分モデルでフィットした結果. 点線は各放射成分を表す. 下のパネルは, モデルからの残差. 残差の超過構造が見られる箇所は, 破線の青枠で示す.

4. 30 keVの構造のモデリング

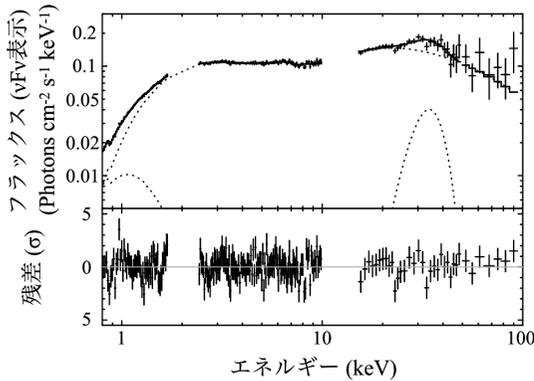
図1の「すぎく」スペクトルに見られる30 keVの構造を定量的に評価しよう. まず, 構造がどの程度の有意度を持つかを知るために, この種の天体で標準的な「円盤からの多温度黒体輻射と, 中性子星表面からの黒体輻射がコロナで逆コンプトン散乱された放射」というモデルを仮定し, スペクトルフィットを試みた. すると図1に示すように, スペクトルは大局的にはこのモデルで説明できるが, 残差の30 keV付近に, 私たちの注目する構造が確かに超過構造として残ることがわかった (破線の青枠で示す領域). このような構造があったときにまず疑うべきは, 系統誤差の可能性であるが, 「すぎく」の検出器応答とバックグラウンドの知見から, このような構造は現れないことが確認できた.

いまXRBに伴うrp-過程で生成された元素から

の放射を期待しているので, まず輝線放射を表す最も単純なモデルとして, ガウシアン成分を30 keV付近に加えてフィットを試みよう. このモデリングは, 衝突励起が卓越する環境で起きる脱励起の際, K殻特性X線が放射されることを表現している. 図2(a)に示すように残差の構造は消え, フィッティングは有意に改善した. 得られたガウシアンを中心値は $E_c \sim 32$ keV, 幅は $\sigma \sim 6$ keVで, 連続成分に対する輝線の強さを示す等価幅は $EW \sim 8$ keVとなった. またF検定から, 観測されている構造が統計のいたずらで偶然に現れる確率は 3×10^{-4} とわかり, 統計的に有意であることも確認できた.

元素起源でスペクトルに局所的なハンプ構造を作るもう1つの過程は高階電離したイオンによる再結合連続放射である. これは, イオンが自由電子を捕獲したときに, 余剰なエネルギーをX線として放出する過程であり, 自由-束縛遷移とも呼

(a) Gaussian モデル



(b) 再結合放射モデル

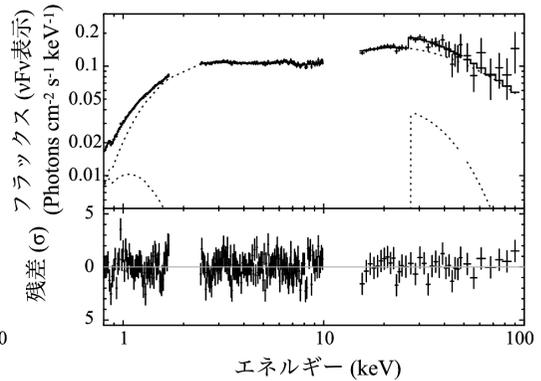


図2 (a) 図1のスペクトルフィットで、モデルにガウシアン成分を加えた場合の結果. (b) 再結合放射成分を加えた場合. 用いたデータは (a) (b) とも図1のものと同じだが、スペクトルはベストフィットモデルを用いて逆畳み込みされているので、(a) と (b) で微妙に異なる.

ばれる. 過電離 (イオンの電離温度 > 電子温度) となったプラズマ中で卓越する放射である. K-吸収端より高エネルギー側に超過成分が形成され, その幅は自由電子の温度を反映する. 図2 (b) に, この立場のモデルを加えたときのベストフィットスペクトルを示す. ガウシアンの場合と同様, 残差の構造は消え, フィットはほぼ同程度に改善した. 得られたK-吸収端のエネルギーは $E_K \sim 27$ keV, 自由電子の温度は $kT_e \sim 11$ keV となった. 照射するコロナからの硬X線の色温度は ~ 50 keV なので, 過電離状態にあるという前提が成り立つ.

以上から, 観測されたスペクトル構造は, その形状に関する限り, 元素のK殻構造に関連した2つの放射過程モデルのどちらでも表現できることがわかった.

5. 該当する重元素の同定

次に構造を作っている重元素を推定しよう. 図3はK殻構造に関連する2種のエネルギーを文献 [10] および [11] より引用し, 原子番号 Z の関数として示したものである. いま生成された元素は中性子星の表面付近に存在すると仮定しているの

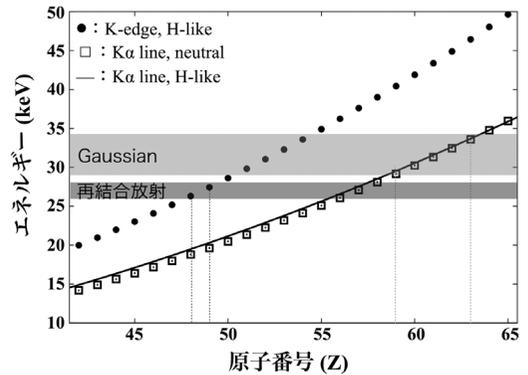


図3 重元素のK殻構造のエネルギーと原子番号の関係. 重力赤方偏移を掛けてある. 黒丸はH-like (水素原子のように電子が1個ついた) イオンのK-吸収端のエネルギー, 実線と白四角は $K\alpha$ 線のエネルギーを表す. 薄い灰色帯のガウシアンフィット結果, 濃い灰色帯は再結合放射のフィット結果を示す.

で, 典型的な中性子星の質量 (太陽質量の1.4倍) と半径 (12 km) で決まる重力赤方偏移を掛けている. ガウシアンの場合, 得られた中心エネルギーは $29\text{--}34$ keV (図3の薄い灰色帯) なので, 該当する元素はこの図より $Z=59\text{--}63$ (Pr~Eu) と推定される. 一方, 再結合放射の場合, スペクトルフィットで得られたK-吸収端のエネルギーは $26\text{--}28$ keV (図3の濃い灰色帯) なので, 該当

する元素は $Z=48$ ないし 49 (CdとIn) となる。先行する理論研究 [4, 5] によれば, XRBに伴うrp-過程では $Z\sim 50$ の元素が大量に生成されるので, ガウシアン解釈だと Z が大きくなりすぎるが, 再結合放射の解釈を採用すれば, 観測結果はXRBの理論的な予測と矛盾しない。そこで以下の議論では, 再結合放射という解釈を精査していくことにする。

6. 考えうる放射領域のジオメトリ

再結合放射という解釈を採用すると, 元素は光電離されている必要がある。その条件を考えると, Aql X-1の放射領域のジオメトリとして, 図4に示すものが考えられる。すなわち:

1. 中性子星の上空には, 電子温度が 11 keV (図2bのフィット)の大気があり, XRBで作られた重元素が, そこに捲き上げられている。
2. この大気には上空から, 水を主体とする高温($\sim 50\text{ keV}$)の降着流がほぼ球対称に, 自由落下に近い速度で降着している [7]。この降着流で加熱された中性子星の表面は, 温度 0.5 keV の黒体放射を放射する。
3. この黒体光子は, 後続の高温降着流 (光学的厚

み ~ 1)で逆コンプトン散乱され, 硬X線に変換される。

4. 生じた硬X線の一部は大気を照射して電離し, 過電離状態を作り出し, 電離された元素が大気中の電子を捕獲することによって, スペクトルの $\sim 27\text{ keV}$ に再結合放射が作られる。

7. 定量的な見積もり

以上の解析考察から, Aql X-1のスペクトルに観測された 30 keV の構造は, 中性子星周辺に存在する高階電離した $Z\sim 50$ の重元素からの再結合放射である可能性が高まった。しかし3章で述べたように, 本来は存在量が極めて低いこれらの重元素から, 検出にかかるほど強い放射が出るためには, それらは太陽組成より数桁も多い必要がある。そこでより定量的に, どの程度の重元素量が必要か, またそれはrp-過程の結果として説明し得るか考えよう。

7.1 大気の組成

以下の議論では, 簡単のため重元素としてCd ($Z=48$)を考慮する。大気中の電子数密度を n_e , 水素数密度を n_H , 重元素数密度を n_X とし, 完全電離した場合の電荷中性の条件から $n_e = n_H + 48 n_X$ とする。図5は n_H と n_X のダイアグラムで, 黒の実線はCdが太陽組成 (存在比 $n_X/n_H \sim 10^{-10}$)の 10^7 と 10^5 倍である条件を示す。図5左上の青い三角形は, $48n_X > n_H$ が成り立つ領域で, ここでは電子は主に重元素により供給される。他方, 三角形の右下領域では水素の供給する電子が支配的で, $n_e \sim n_H$ と近似できる。以下この (n_H, n_X) 平面上に様々な条件を書き込んでいき, 全てを満たす解を探そう。

7.2 再結合放射フラックスを説明できる条件

再結合放射の体積放射率は n_X と n_e の積に比例するから, プラズマの存在する体積を V , 天体の距離を D とすれば, 観測されるフラックスは, C を定数として $C n_X n_e V / 4\pi D^2$ で与えられる。 $D=5.2\text{ kpc}$ とし, C を文献 [12] から求めると,

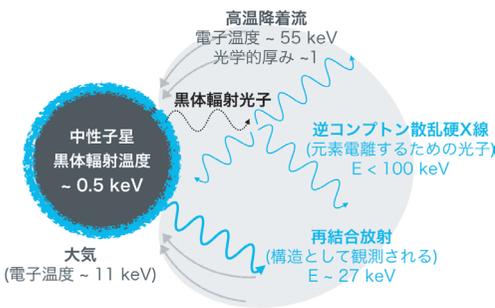


図4 考えられる放射ジオメトリ。中性子星の上空に大気が存在し, その右側の球状のものは高温降着流を表す。中性子星の表面からの $\sim 0.5\text{ keV}$ の黒体放射 (黒の破線) が高温降着流の中の電子によって逆コンプトン散乱され, ほぼ等方的な硬X線となる (水色の実線)。この硬X線の一部が大気を照射し, 再結合構造を作る (水色の太い実線)。

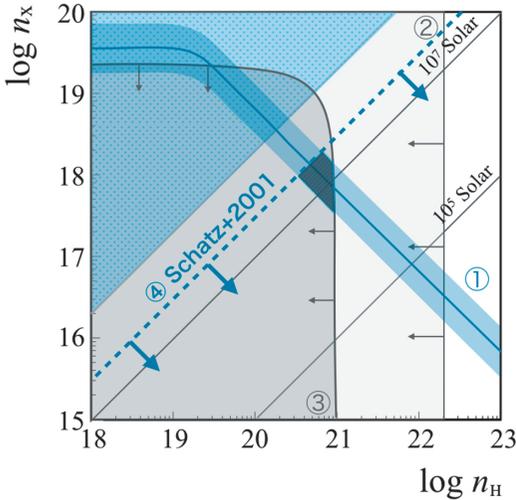


図5 大気中の水素の数密度 n_H と重元素の数密度 n_X のダイアグラム。左上の青い三角形の領域では、重元素の供給する電子が優勢である。①は観測された再結合放射のフラックスを説明できる式(2)の条件とその誤差範囲、②より左ならば式(5)により上空大気が光学的に薄く、③の内側であれば式(7)により重元素が高階電離し、④より右下ならrp-過程の元素合成量に矛盾しない。中央の黒い部分が、全ての条件を満たす領域である。

$$n_X n_e V = 3 \times 10^{53} \text{ cm}^{-3} \quad (1)$$

であれば、観測されている構造のフラックスが説明できるとわかった。放射源は中性子星の大気だから、そのスケールハイトを H 、中性子星の半径を $R_{NS} = 12 \text{ km}$ とすれば、 $V = 4\pi R_{NS}^2 H = 9 \times 10^{12} H \text{ cm}^3$ と書け、式(1)は

$$n_X n_e H = 4 \times 10^{40} \text{ cm}^{-5} \quad (2)$$

と書き換えられる。

静水圧平衡にある大気では

$$H = kT_e / mg \quad (3)$$

と書かれ、 $kT_e = 11 \text{ keV}$ は図2(b)のフィットで求めた電子温度、 m はイオンの平均質量、 g は重力加速度である。水素主体の領域では m を陽子

質量 m_p と置くことで、式(3)は $H \sim 80 \text{ cm}$ となるので、式(2)より

$$n_X n_e = 5 \times 10^{38} \text{ cm}^{-6} \quad (4a)$$

が得られる。他方、大気が重元素主体な場合には、 $m \sim 2 Z m_p = 104 m_p$ なので、式(3)から $H = 0.8 \text{ cm}$ となり、さらに $n_e = 48 n_X$ なので、式(2)は

$$n_X = 3 \times 10^{19} \text{ cm}^{-3} \quad (4b)$$

と書くことができる。図5の青い実線①は式(2)を示したもので、それは大気が水素主体である領域では式(4a)に従って直線的に変化するが、重元素密度が高くなると、もはや放射強度は水素の存在によらないため、 n_X は式(4b)の値に漸近する。

7.3 放射領域より上の大気が光学的に薄い条件

元素からの再結合放射が、大気のある高さで放射されたとして、それが観測者に届くためには、それより上のプラズマ大気はトムソン散乱に対して光学的に薄い必要がある。トムソン散乱の断面積 $\sigma_T = 6.65 \times 10^{-25} \text{ cm}^2$ を用いると、この条件は、

$$\sigma_T n_e H < 1 \quad (5)$$

と書ける。水素が支配的な大気では、先ほどと同様に $H = 80 \text{ cm}$ と $n_e \sim n_H$ を用い、式(5)は

$$n_H < 2 \times 10^{22} \text{ cm}^{-3} \quad (6a)$$

となる。同様にして重元素主体の大気では、

$$n_X < 4 \times 10^{22} \text{ cm}^{-3} \quad (6b)$$

を得る。図5で、灰色の縦の直線②は式(5)を示したもので、式(6a)と式(6b)はその漸近形であるが、(6b)の方は図の外側にある。この直線②より左側であれば許容される。

7.4 重元素が電離しているための条件

次に、再結合放射の解釈では、元素は電離していることが仮定されている。物質の電離度を示す指標として「電離パラメータ」なる物理量があり、

$$\xi = L/n_e r^2$$

で定義される。ここに L は物質を電離する光子の光度、 r は光源から物質までの距離である。いま観測から $L=10^{36} \text{ erg s}^{-1}$ 、 $r \sim R_{\text{NS}}$ 、重元素が電離しているという条件から $\xi > 10^3$ とすると、

$$n_e = n_{\text{H}} + 48 n_{\text{X}} < 1 \times 10^{21} \text{ cm}^{-3} \quad (7)$$

という条件を得る。この条件を満たすのは、図5で③と記された灰色の曲線の左下領域である。

7.5 rp-過程からの予測

最後に、図5のダイアグラム上に、文献[4]で示唆される、rp-過程で生成される重元素量をプロットしてみよう。彼らの計算は、重量比で燃料水素の約30%が $Z \sim 50$ の重元素に変換されることを示しており、その量は $n_{\text{X}}/n_{\text{H}} = 3 \times 10^{-3}$ と、太陽組成の $\sim 10^7$ 倍に相当する。よって連続的に落下して来る水素主体の降着ガスが、星の表面に大量に存在する重元素を巻き上げて大気を構成していると考えられるなら、図5で④と記した青い破線より右下の領域に制限される。こうして、①-④全ての条件を考えたとき、図5の中心あたりの黒い領域が最終的に許容される解となる。妥当な仮定を全て満たす領域が見つかったことは、非常に感動的である。

以上の定量的評価から、30 keVのスペクトル構造を $Z \sim 50$ の重元素からの再結合放射と考えるとき、XRBに伴うrp-過程で作られた重元素が大気中に十分に運ばれているなら、観測をうまく説明できることがわかった。

8. 議論と考察

8.1 構造が観測できる条件

以上の推論は「すぎく」のたった1回のアウトバーストの観測に基づくものであった。もし私たちの推論が正しければ、この現象には再現性がないなければならない。そこでAql X-1の過去のスペクトルを調べたところ、2007年にLinら[13]によ

て報告されたRXTE衛星で観測したスペクトルには、30 keV付近に明らかな盛り上がりが見られ、彼らは折れ曲がりを持つべき型関数で説明していることがわかった。よって30 keVの構造は今回だけ見られたわけではなく、また「すぎく」に特有なものでもない。

ではこの構造は、ハード状態では常に観測されるのだろうか。Aql X-1は2011年のアウトバーストでも「すぎく」で観測されているが、その時のハード状態のスペクトルでは、この構造は見られない。2016年にNuSTAR衛星で観測されたハード状態のスペクトルにも、構造は見受けられなかった。このように同じハード状態のAql X-1でも、構造は見えるときと見えないときがあると考えられる。そこで調べてみると、2007年にスペクトル構造が見えているときには、モデルフィットから得られる高温降着流のコンプトン散乱の光学的厚みが $\tau \sim 1$ だったのに対し、ハード状態スペクトルでも30 keV構造が見えていないときは、連続成分がよりハードで、高温降着流は $\tau \sim 3-4$ と光学的に厚いことがわかった。そのとき、中性子星表面からくる放射は、高温降着流によって多重散乱を受け、観測者に届くまでにエネルギーが大きく変わってしまい、スペクトルの局所的な構造は消失してしまうのだろう。以上から、構造が観測できるためには、高温降着流が光学的に薄いことが必要であると結論できる。これは、30 keV構造が中性子星の表面近くで形成されていることを証拠づける重要性を持つと考えられる。

ではAql X-1以外のNS-LMXBではどうだろう。5個ほどの天体について、文献のスペクトルを調べてみた範囲では、 $\sim 30 \text{ keV}$ に構造を持つ例は発見できていない。しかし、だからと言って、この現象がAql X-1に特有と考えるのは早計である。実際、多数のNS-LMXBのうちAql X-1は、距離が近いため明るく、しかも頻繁にアウトバーストし、その増光の途中と減光の途中には必ずハード状態を経由し、またXRBも頻繁に起きるなど、

Z~50の重元素からの再結合放射を検出するのに適した条件になる確率が高いのであろう。

8.2 再結合放射に伴う輝線放射

再結合放射が放射される場合、それに伴うカスケードのK α 輝線も同時に観測されるはずである。完全電離したCdと電子温度~10 keVの大気を仮定して、再結合とカスケード過程の反応率を計算すると、K α 輝線のフラックスはEWにして再結合放射の~1/4になると予想される。

フィットから $E_K \sim 27$ keVなので、対応するK α 輝線のエネルギーは $0.75 E_K \sim 20$ keVである。そこで再結合放射の成分に~20 keVのガウシアンを加え、図1のスペクトルを再度フィットした。その結果、データは予想値と矛盾ない強度の輝線放射を許容し、またその際も、再結合放射のパラメータは4章で得られたものから有意に変化しなかった。したがって輝線まで考慮しても、私たちの結論は影響を受けないことが確かめられた。

8.3 元素は崩壊しないのか？

rp-過程の生成物は、陽子過剰な原子核なので、通常は不安定で、数時間のうちに β^+ 壊変して安定原子核になる。具体的にXRBの起きた直後には ^{104}Sn ($Z=50$)の存在量が多いが、これは β^+ 壊変し、最終的に安定な ^{104}Pd ($Z=46$)になるはずである。ではなぜ今回観測された重元素は、安定な ^{104}Pd ではなく、そこに到達する途中のCd ($Z=48$)ないしIn ($Z=49$)だったのだろうか。

問題をより面倒にする事実として、2007年に「すぎく」で構造が観測されたとき、実はAql X-1はXRBが活発に起きている時期ではなかった。確認されているXRBは、「すぎく」の観測の16日前に1つ報告されているに過ぎない（もちろんXRBが見逃された可能性は大いにあり、実際にはもっと後でXRBが起きていた可能性はある）。このように時間が経過したにもかかわらず $Z=48/49$ の元素が観測されたことについては、以下の2つの解釈が考えられる。

1つ目として、陽子過剰核の主要な崩壊過程で

は、原子核中の陽子が軌道電子を捕獲して原子番号を1つ減らす「電子捕獲」過程が効く。しかし観測された再結合放射が実現する環境では、元素は高階電離しており、電子捕獲に必要な軌道電子がない。そのため崩壊が遅れ、中間段階のCdやInで長く留まるという解釈である [14]。

もう1つの解釈は、Schatzらの理論計算に比べ、rp-過程がもっと重い元素まで進行するという可能性である。実際もしXRBに伴い質量数 $A=109-113$ の元素が生成されれば、その崩壊過程でCd/Inの安定ないし長寿命核が作られ、観測が説明できると考えられる。

8.4 重元素を大気中に運ぶには

rp-過程で生成された重元素は重いので、自重で大気の奥底に沈んでしまう。よって観測を説明するためには、中性子星の表面からそれらを巻き上げ、かつ大気中に留めておく、何らかのメカニズムが必要である。巻き上げ機構としては、XRBによる放射圧や、降着流が表面に引き起こす攪拌効果が効くのかもかもしれない。さらに降着物質は主に陽子と電子で構成されており、降着してくる陽子は電子に比べ大きなエネルギーを持つので、中性子星の大気により深く侵入できる。そのため降着流の中で定常的な電荷分離が起き、それが作り出す半径方向の電場によって、電離した重元素が持ち上げられる可能性がある。詳細は今後の課題と言えよう。

9. まとめと今後の展望

本研究から、Aquila X-1のハード状態のスペクトルに見られた盛り上がり構造が、中性子星でのXRBの際にrp-過程で生成されたZ~50付近の元素からの再結合放射である可能性が示された。観測を説明するためには、この重元素量は太陽組成の 10^7 倍も必要だが、この高い存在比はXRBの理論研究から示唆される値と矛盾しない。この構造はまた、高温降着流が光学的に薄い時にのみ観測可能であることも示唆された。

この構造が元素のK殻由来である場合、放射性崩壊や降着物質による希釈によって、構造の強度が時間変化することが期待される。そこで今後の観測からその制限をつけることは有意義である。またrp-過程の反応率の計算には、実験から求めた重元素核子の寿命や核構造を利用しているが、Z~50付近の元素についての知識は、現状では必ずしも十分ではない。よってrp-過程が実際にどのような経路をたどり、どこまで重い元素を作ることができるかも、今後の研究の課題であろう。

本稿の内容は私たちが2019年に発表した論文[15]および対応する学位論文[16]に基づいている。初期の議論から立ち会ってくださった、論文の共同研究者である、岩切渉氏、中野俊男氏、杉崎睦氏には深く感謝する。

参考文献

- [1] Burbidge, E. M., et al., 1957, *Rev. Mod. Phys.*, 29, 547
 [2] Abbott, B. P., et al., 2017, *ApJ*, 848, L12
 [3] Wallance, R. K., & Woosley, S. E., 1981, *ApJS*, 45, 389
 [4] Schatz, H., et al., 2001, *Phys. Rev. Lett.*, 86, 3471
 [5] Elomaa, V. -V., et al., 2009, *Phys. Rev. Lett.*, 102, 252501
 [6] Sakurai, S., et al., 2012, *PASJ*, 64, 72
 [7] Sakurai, S., et al., 2014, *PASJ*, 66, 10
 [8] 櫻井壮希, 2015, 博士論文 (東京大学)
 [9] 玉川徹ほか, 2016, 日本物理学会秋季大会, 21aSH-5
 [10] <https://www.nist.gov/pml/xcom-photon-cross-sections-database> (2020.10.15)
 [11] Thompson, A. C., et al., 2009, Lawrence Berkeley National Laboratory University of California Berkeley, California 94720
 [12] Badnell, N. R., 2006, *ApJS*, 167, 334
 [13] Lin, D., et al., 2007, *ApJ*, 667, 1073
 [14] Mochizuki, Y., et al., 1999, *A&A*, 346, 831
 [15] Kubota, M., et al., 2019, *PASJ*, 71, 33
 [16] 窪田恵, 2018, 博士論文 (東京理科大学)

X-ray Evidence for Rp-process Elements on the Surface of a Neutron Star

Megu KUBOTA¹, Kazuo MAKISHIMA²,
Toru TAMAGAWA³, and Liyi GU⁴

^{1,3,4}RIKEN, 2-1 Hirosawa, Wako, Saitama 351-0189, Japan

^{1,3}Tokyo University of Science, 1-3 Kagura-zaka, Shinjuku-ku, Tokyo 162-8601, Japan

³Kavli IPMU, 5-1-5 Kashiwanoha, Kashiwa, Chiba 279-8583, Japan

X-ray bursts, which take place on the surface of accreting neutron stars with weak magnetic fields, are considered to be promising sites of the rapid-proton capture process. Aquila X-1, a typical accreting neutron star, was observed in 2007 with Suzaku. The spectra obtained in a hard state of this object exhibited an enigmatic hump around 30 keV. We have successfully identified it as a K-shell recombination continuum feature from heavy elements with atomic numbers of 48 or 49 synthesized in X-ray bursts on the surface of this object. We also discuss the physical conditions of the neutron star atmosphere and the heavy elements production within the X-ray bursts which are consistent with the strength of the observed 30 keV feature.