

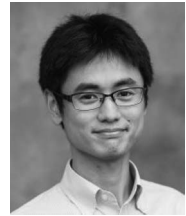
銀河系ハローのダイナミクス

服部 公平

〈国立天文台研究力強化戦略室 〒181-8588 東京都三鷹市大沢 2-21-1〉

〈統計数理研究所統計思考院 〒190-8562 東京都立川市緑町 10-3〉

e-mail: kohei.hattori@nao.ac.jp



現代宇宙論で標準的な「冷たいダークマターモデル」に基づく描像では、銀河系をはじめとする銀河は、恒星系の階層的な衝突や合体を経て形成されたと考えられている。この衝突や合体の痕跡は、天体の軌道や化学組成などの「化石情報」の形で銀河系の恒星ハローに現在も残っている。また、恒星ハローは広大な空間分布を持つため、銀河系のダークマター分布の解明にも有用である。本稿では、Gaiaの最新のデータによって得られた銀河系の歴史や構造についての描像を紹介する。

1. 銀河系と恒星ハロー

宇宙の歴史とは、ある意味においては「銀河たちの歴史」であるが、宇宙に多数存在する銀河の中でも、人類の住む銀河系は特に重要な研究対象である。それは、銀河系が個々の星を詳細に観測できるほぼ唯一の銀河だからである。人工衛星Gaiaは2018年以降、銀河系の1%に相当する17億天体について、その位置・速度・色・明るさ等の高精度データを順次公開してきている。この中でも、恒星の位置情報は銀河系の「現在」の構造(3次元的地図)の推定に役立つ。また、恒星の位置・速度情報は恒星の過去の軌道を明らかにし、時間を巻き戻して銀河系の「過去」を推定することに役立つ。このように、Gaiaの膨大かつ高精度なデータは、時空を超えて銀河系が辿ってきた歴史を知る重要な情報源なのである。

本稿の目的は、恒星ハローの位置・速度・化学組成が銀河系の構造や歴史の解明に重要であることを解説することである。まず銀河系や恒星ハローについて説明し本稿を道案内する目的で、数値計算 [1] をもとに作成した模擬・銀河系を図1aに示す。

1.1 恒星ハローの概略

銀河系のバリオン(星やガス)の大半は恒星円盤に分布し、太陽も恒星円盤の中心から約8 kpcの位置でほぼ円運動している。本稿の話題の中心は、ハローと呼ばれる、恒星円盤を3次元的に取り巻く領域である。ハローにはダークマター(DM)や星(主に年老いた星)が分布し、これらの各々を総称してダークマターハロー(DMハロー)や恒星ハローと呼ぶ。以下では、「観測された現在の構造」と「歴史」の観点から、図1aに示す恒星ハローの3つの特徴を概説する。

〈潮汐破壊されていない恒星系〉

銀河系のDMハローのビリアル半径は200-300 kpcであり、この半径の中にいる大半の天体は銀河系に重力的に束縛されている。ハローには多数の恒星系(球状星団や矮小銀河)が分布しているが、特に銀河系中心からある程度離れた位置に存在する恒星系の多くは、銀河系の中心付近($r < 20$ kpc)を避ける軌道を持つ。このような恒星系は、銀河系からの潮汐力を強く受けることがないため、安定した形状を保っている。

〈潮汐破壊されつつある恒星系〉

銀河系中心から4-100 kpc程度のハロー領域で

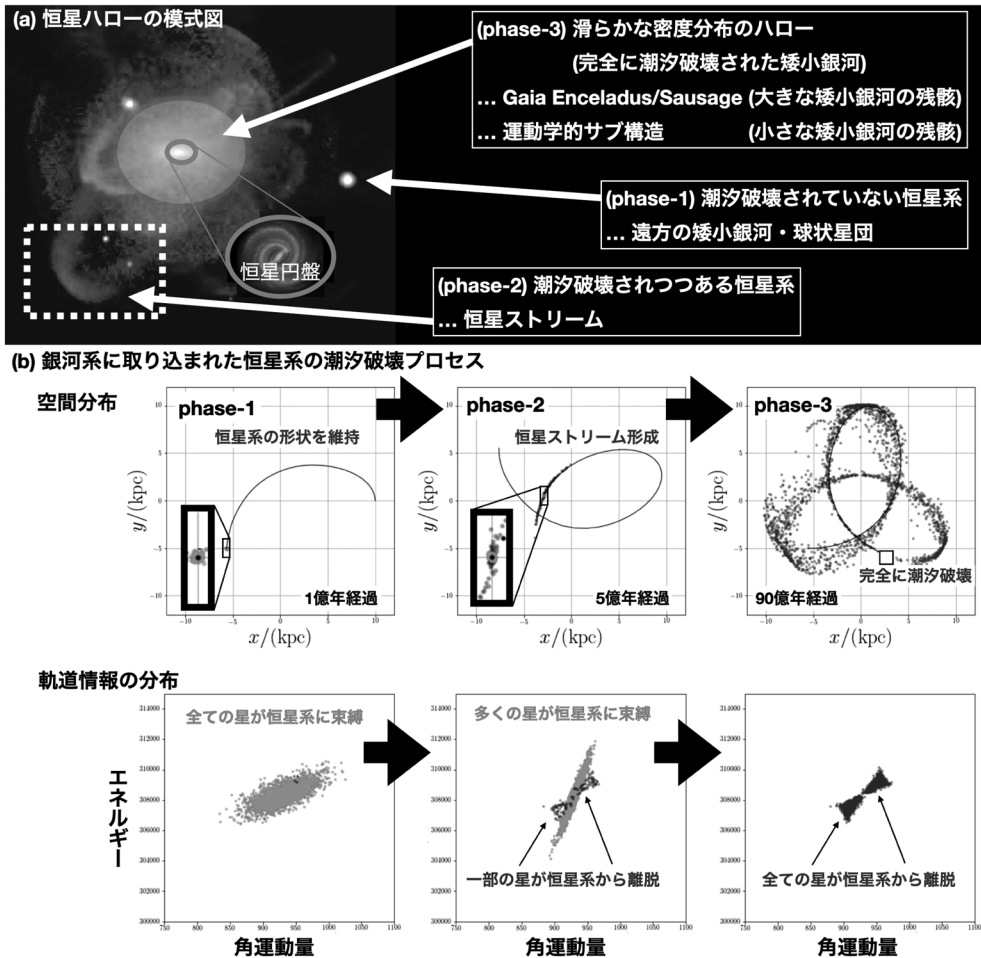


図1 (a) 銀河系の恒星ハローの模式図 ([1] を改変). 図中の phase-1,2,3 は (b) のラベルと対応する. (b) 恒星系が銀河系の潮汐力によって破壊される様子を模した N 体計算における星の空間分布 (上段) と, 軌道エネルギーと角運動量の分布 (下段). (phase-1): 恒星系は自己重力系としての形状をある程度保っている. (phase-2): 潮汐力の影響で恒星系の外側から星が徐々に離脱し, 離脱した星はもとの恒星系の軌道 (実線) に沿って細長く分布する. これが恒星ストリームである. (phase-3): 恒星系のすべての星が離脱し, 完全に潮汐破壊されている.

は, 恒星ストリームと呼ばれる筋状の構造が 100 個程度発見されている [2]. 恒星ストリームは, 銀河系重力場内を運動する恒星系が銀河系潮汐力によって細長く引き伸ばされたものである.

〈完全に潮汐破壊された恒星系の残骸〉

銀河系中心から $r < 30$ kpc 程度のハロー領域では, 星の空間分布が比較的滑らかである. この領域の星は主に, 形成初期の銀河系に衝突して潮汐破壊された矮小銀河の残骸が占めている.

1.2 銀河系による, 恒星系の潮汐破壊プロセス

上記の描写で繰り返し現れる潮汐破壊のプロセスについて, ここで簡単に説明しておこう. 図 1b に, 銀河系に球状星団のような恒星系が降着 (minor merger) し, 銀河系からの潮汐力によって徐々に破壊される様子を模した N 体計算を示す. 図では, 左から順に phase-1, 2, 3 と時間が進む.

まず, 図 1b 上段の星の空間分布を見てみよう.

phase-1では、恒星系は自己重力系としての形状（丸い形状）を保っている。phase-2では、潮汐力の影響で恒星系の外側から星が徐々に離脱する。離脱した星は銀河系重力場を運動するテスト粒子のように振る舞う。恒星系の重心も、恒星系から離脱した星も、すべて似た軌道を保って運動を続ける。その結果、離脱した星は恒星系の重心軌道（実線）に沿って細長く分布する。これが恒星ストリームである。phase-3では、恒星系のすべての星が離脱し、恒星系は完全に潮汐破壊される。この計算では定常重力場を仮定したため、phase-3の段階でも比較的整った空間分布を示すが、より現実的な計算を行うと、離脱した星の分布は恒星系の重心軌道を時間平均したような滑らかな空間分布を示す [1]。

次に、図1b下段に示した軌道エネルギーと角運動量（以下軌道情報と表記）の分布を見てみよう。phase-1では、恒星系は一体となって運動するため、星は塊状の分布を示す。塊の中央は恒星系の重心運動の軌道情報に対応し、塊の広がり具合は恒星系の内部運動に対応する。phase-2では、恒星系の大多数は一体となって運動し、phase-1と同様に中央に塊状の分布を形成する。一方、恒星系から離脱した星は、軌道情報の空間では蝶ネクタイ状の分布を示す。これらの星のうち、軌道エネルギーが低い側/高い側は、恒星系の前方/後方に伸びる恒星ストリームに対応する。phase-3では、恒星系のすべての星は離脱し、蝶ネクタイ状の分布のみが現れる。phase-2とphase-3を比べると、蝶ネクタイ状の分布を示す星が増えている一方で、分布の位置は変わらない。これは、ひとたび恒星系を離脱した星は銀河系重力場を運動するテスト粒子の運動で記述でき、エネルギーや角運動量が保存されることに対応する。

1.3 潮汐破壊の時間スケールと恒星ハローの構造

さて、ここまで1つのN体計算だけを用いて恒星系の潮汐破壊プロセスを説明してきたが、すべ

ての潮汐破壊が同じ時間スケールで進むわけではない。潮汐破壊に伴う恒星系の進化は、恒星系の重心軌道の典型的な半径によって決定される。例えば、図1bの計算では恒星系は初期状態で $r=10$ kpcにいる。恒星系が銀河系中心に近い位置を運動しているため、(i) 銀河系からの強い潮汐力を受けて潮汐破壊が早く進む；(ii) 軌道の周期が短いため、恒星系を離脱した星は銀河系を何周も周回し、恒星ストリームが何重にも銀河系を覆う、という2つの効果で、恒星系は急速に伸びるストリームを形成し、離脱した星は滑らかな密度分布に近づいていく。一方で、同様の計算を銀河系中心から遠い位置 ($r\sim 100$ kpc) で開始すると、宇宙年齢ほどの時間だけ進化させても、恒星系はphase-2のままである。

ここで述べたような時間スケールと軌道半径の関係は、観測結果を理解する上で重要である。銀河系中心から近い領域 ($r<30$ kpc) では、ハロー星は滑らかな空間分布を示しているが、これは r が小さい領域では潮汐破壊が進み、phase-3の状態になった恒星系の残骸が大半であるためだと解釈できる。また、銀河系中心から遠い領域 ($r>30$ kpc) では、ハローには恒星ストリームのようなコヒーレントな空間構造が多数観測されているが、これは r が大きい領域では潮汐破壊がゆっくりと進み、phase-1やphase-2の状態の恒星系が大半であるためだと解釈できる。

以上の概説を踏まえて、改めて図1を眺めると、恒星ハローの様々な構造は、銀河系に取り込まれた恒星系の潮汐破壊という物理プロセスによって形成されていることが明確になるだろう。

1.4 運動学的サブ構造

図2は、100億年前に銀河系に降着した2つの矮小銀河AとBが潮汐破壊される様子を模した数値計算である。どちらの矮小銀河も当初は一体となって運動するため、それぞれの矮小銀河に含まれる兄弟星は同じような位置と速度を持つ。潮汐破壊が起きると、兄弟星は矮小銀河を離脱して独

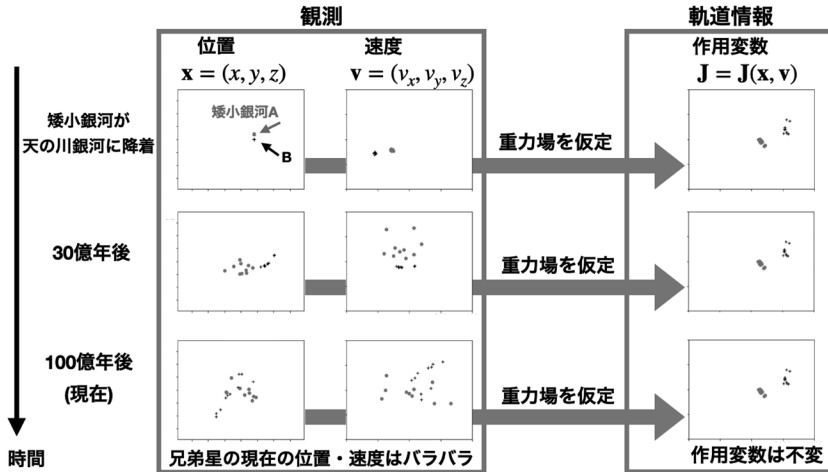


図2 同じ矮小銀河で生まれた兄弟星が、矮小銀河の潮汐破壊に伴って分布を変える様子。兄弟星は同じような軌道を持つため、作用変数などの軌道情報の空間では塊（運動学的サブ構造）を維持する。

立に運動を始める。100億年経過後の現在では、Aの兄弟星とBの兄弟星は似たような空間領域に分布し、似たような速度分布を示す。そのため、一見すると両者を区別することができず、ある星がどちらの矮小銀河に由来するのかがわからない。

一方、それぞれの矮小銀河の兄弟星は、当初の位置・速度が似ているため、潮汐破壊後も似た軌道を持つ。そのため、軌道の保存量を用いれば、A由来なのかB由来なのかを区別可能である。これは、AとBが異なる軌道を持ち、軌道情報の空間では兄弟星が別の塊をなすためである（図2右）。このような塊状の構造を「運動学的サブ構造」と呼ぶ。

軌道の保存量の中でも特に有用なのが、位置 \mathbf{x} と速度 \mathbf{v} の関数である作用変数 $\mathbf{J}(\mathbf{x}, \mathbf{v}) = (J_R, J_\phi, J_z)$ である（図3）。作用変数は言わば一般化した角運動量であり、重力場の時間変化が断熱的（ゆっくり）であるという仮定の下で保存される。この仮定の下では、現在の位置と速度 (\mathbf{x}, \mathbf{v}) と現在の重力場を用いて作用変数 \mathbf{J} を計算すれば、星の生まれた恒星系の軌道の保存量という、星の起源に迫る重要な情報が得られる。

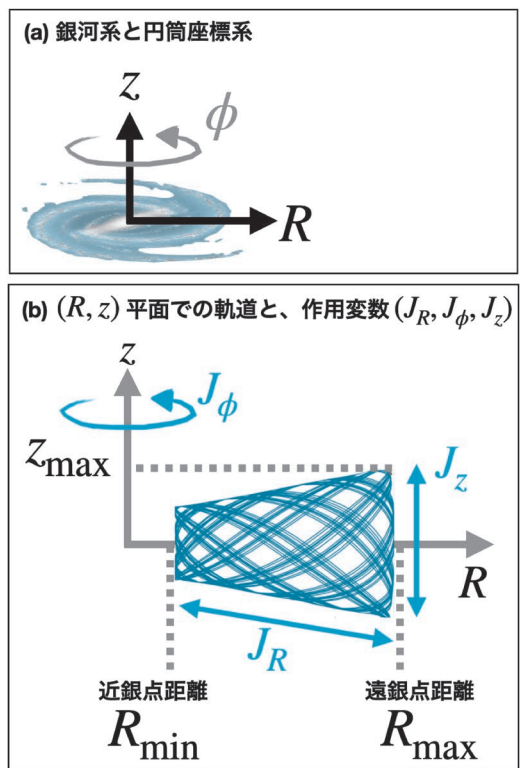


図3 銀河系の座標系と、軌道を記述する物理量。作用変数 \mathbf{J} の3成分のうち $J_\phi = Rv_\phi$ はz軸周りの角運動量である。 J_R (R方向の運動の円運動からの乖離)と J_z (z方向の運動の大きさ)は、いずれも非円運動の度合いを示す保存量である。

2. 形成初期の銀河系と矮小銀河の衝突

2.1 大きな矮小銀河 Gaia-Enceladus/Sausage (GES) との主合体

銀河系には力学的に冷たい恒星円盤が存在する。そのため、恒星円盤を大きく破壊するような主合体 (major merger) を銀河系が最近 (少なくとも過去10-30億年) 経験したとは考えにくい。もし銀河系が主合体を経験していたとすれば、それは銀河系が形成した初期であろうと予想される。

Gaiaが提供する星の正確な位置・速度をもとに、太陽近傍のハロー星の大多数は軌道離心率の大きい動径軌道 (細長い軌道) を持つことを独立なグループが発見した [3, 4]。化学組成の分布や、星の年齢などを考慮した結果、これらの星の多くは約100億年前に質量の大きな (10^{11} 太陽質量程度) 矮小銀河が銀河系と主合体して破壊された残骸だと考えられている [5]。この完全に潮汐破壊された矮小銀河は Gaia-Enceladus/Sausage と呼ばれる (以下矮小銀河 GES と表記)。矮小銀河 GES に含まれていた星々は100億年近い年月を経て位相混合 (似た軌道を持つ星々の軌道位相が徐々にバラバラになる現象) を起こし、現在では力学平衡にあると近似できる。このことは5章で銀河系のDM分布を推定する際に重要になる。

2.2 その他の小さな矮小銀河の降着

銀河系には多数の矮小銀河が降着したと考えられており、GES以外にも様々な矮小銀河の残骸が恒星ハローに分布しているはずである。 $r < 30$ kpcの領域では潮汐破壊が進み、しかも多数の矮小銀河残骸が空間的に重なって分布するため、図2で示した運動学的サブ構造を用いて矮小銀河残骸を同定することが必要となる。また、同じ矮小銀河に由来する星は化学組成も似ているはずなので、軌道と化学組成を用いた矮小銀河残骸の探索も進んでいる [5]。4章では、特に化学組成が特異な星を用いて矮小銀河残骸を探索する研究を紹介する。

GES以外の大きめの矮小銀河の残骸としては、大学院生 (2018年当時) だった松野允郁が発見した運動学的サブ構造である Sequoia 矮小銀河の残骸が興味深い [6]。発見当初、この運動学的サブ構造構造は「high-energy retrograde group」と呼ばれていた。この呼び名からわかるように、これらの星は軌道エネルギーが大きく、恒星円盤と反対向きの回転運動を持つ。歴史的には、太陽近傍のハロー星の中でも金属量が低い星は軌道エネルギーが高く、恒星円盤と逆回転をしている星が多いということが以前から主張されていたが [7]、その一部は Sequoia 矮小銀河の残骸だったのだ。

3. 恒星ストリーム

3.1 恒星ストリームの観測から得られる知見

Gaiaの膨大かつ高精度の固有運動データや色・等級データの恩恵を受けて、多数の恒星ストリームが新たに発見されている [8-10]。図4に、既知のものと合わせた97個の恒星ストリームの分布を示す。恒星ストリームの存在は、それ自体が階層的構造形成の証拠であり宇宙論的にも意義深い。

恒星ストリームは母体となった恒星系の重心軌道に沿って分布するため、本来は観測できないはずの「恒星系の長時間にわたる軌道」が可視化される。細長い恒星ストリームを軌道として近似す

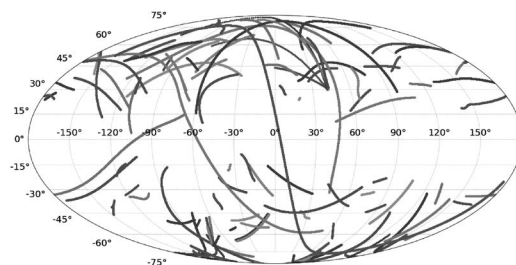


図4 銀河系の恒星ハローで発見された97個の恒星ストリームの全天での分布をモルワイデ図法で表示したもの。横軸は銀経、縦軸は銀緯。[2]のデータおよび可視化ツールを利用した。

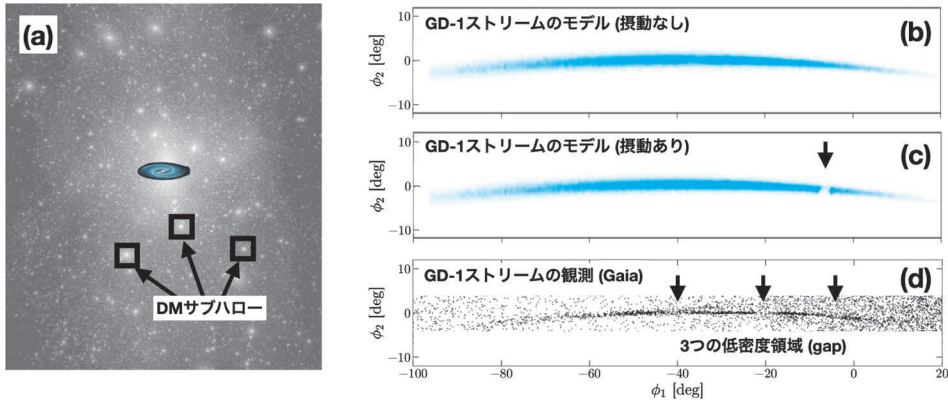


図5 (a) CDMモデルで予想されるDMサブハローの分布の模式図 ([16]を改変)。(b) 滑らかな銀河系重力場の中で形成されたGD-1ストリームのモデル。(c) 摂動天体(この計算においては球状星団)が存在する状況で形成されたGD-1ストリームのモデル。摂動天体との近接遭遇によってGD-1ストリームに低密度領域(gap)が形成されている [17]。(d) 観測されたGD-1ストリームとその付近の星の分布 ([18]のデータから作成)。低密度領域が3つ確認されている。

ることで、銀河系重力場が推定できる [11, 12]。

銀河系には約160個の球状星団が確認されているが、金属量が $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$ を示すものは発見されていない。Phoenixストリームは、その特徴から球状星団の残骸だと考えられているが、その金属量は $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.7$ である [13]。すなわち、 $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$ の球状星団は形成されなかったのではなく、潮汐破壊で失われたのである。このように、星形成や球状星団の起源を知るうえで重要な知見が恒星ストリームから得られている。

3.2 大マゼラン雲銀河の摂動

図4には97個の恒星ストリームが存在するので、単純に考えると97個の恒星系が潮汐破壊されたものと理解したくなるだろう。この考え方は大体正しいのだが、いくつか例外がある。最も興味深い例外は、OrphanストリームとChenabストリームである。この2つのストリームは、銀河面を挟んで北側と南側で別々に発見されていたが、Gaiaデータを調べると両者は連続的に繋がっており、化学組成も同じであった。すなわち、この構造は一つの矮小銀河の潮汐破壊で形成されたが、観測の難しい銀河面方向のデータが欠損していたために2つのストリームだと思われていたの

である。今では両者はまとめてOrphan-Chenabストリームと呼ばれる。このOrphan-Chenabストリームはある地点で折れ曲がっており [14]、Orphan-Chenabストリーム付近を別の矮小銀河(大マゼラン雲銀河)が通過した際の摂動の影響だと解釈されている [15]。折れ曲がりの様子をモデル化することで、[15]は大マゼラン雲銀河の質量を $1.4 \times 10^{11} M_{\odot}$ 、銀河系の $r < 50$ kpcでの質量を $3.8 \times 10^{11} M_{\odot}$ と推定しており、銀河系にとって大マゼラン雲銀河は無視できない程度に重いことが判明した。大マゼラン雲銀河が銀河系中心から $r = 50$ kpcしか離れていないことを考慮すれば、恒星ハローは $r > 30$ kpcの位置では大マゼラン雲銀河に強く影響されているようである。

3.3 ダークマターサブハローの摂動

低質量の恒星系が潮汐破壊されると、典型的には細長い恒星ストリームを形成する。このような細い構造は繊細であり、 10^5 – $10^7 M_{\odot}$ 程度の摂動天体と近接遭遇することで低密度領域(gap)を作ることが指摘されている [19, 20]。cold dark matter (CDM) 理論の予言では、銀河系のハロー領域には図5aのように多数のDMサブハローと呼ばれる構造が存在する [16]。DMサブハローの中

で 10^5 - $10^7 M_{\odot}$ 程度のものが恒星ストリームに近接遭遇すれば、恒星ストリームに低密度領域が形成されることが期待される。したがって、恒星ストリームの低密度領域を探すことで、DMサブハローの有無あるいは存在量を決定できる可能性がある。

古くから存在が知られていたGD-1ストリーム [21] には、3つの低密度領域が存在することが Gaia等のデータによって判明した [18, 22-24]. 筆者らは、この3つの低密度領域がDMサブハロー以外の要因で作ることが困難であることを示せば、DMサブハローの存在の傍証になると考え、バリオン (DMではない通常の物質) による様々な摂動を検討した。GD-1ストリームに低密度領域を作るためには、摂動天体とGD-1ストリームはなるべく低速で近接遭遇する必要がある。このことを考慮すると、バリオンが摂動を与えるためには、ハローを運動する球状星団が偶然にもGD-1ストリームと近接遭遇したというシナリオが唯一残された可能性となる [25-27]. そこで筆者は東京大学の学部生 (2021年当時) だった道家友香と共に、球状星団がGD-1ストリームに低密度領域を作る確率を多数の数値計算から推定した [17]. その結果、(i) 10^5 - $10^6 M_{\odot}$ 程度の重い球状星団との近接遭遇が起これば、低密度領域を作ることができる (図5c) が、(ii) 球状星団だけで低密度領域を3つ形成する確率は非常に低い (0.0017%) ことが判明した。つまり、3つの低密度領域すべてをバリオンの摂動で説明するのは非現実的である。この結果は、銀河系ハローにおけるDMサブハローの存在の傍証となる。

4. 完全に潮汐破壊された矮小銀河残骸

4.1 r 過程：中性子過剰環境での元素合成

宇宙開闢時には、軽い元素 (H, He) が宇宙の元素の大多数であり、それより重いFeまでの元素は星の中で合成される。ただし、Feは安定しているため、星の中ではFeよりも重い元素を合成できない。Feより重い元素の中でも、例えばEuなどは、 r 過程とよばれる元素合成過程で主に合成される。 r 過程が生じるには中性子が過剰に存在する環境が必要である。中性子星合体が r 過程を生じさせた証拠 (重力波イベントGW170817) が検出されたこともあり、最近では中性子星合体が r 過程の主要起源だと考えられている。

4.2 Euに富んだ矮小銀河の発見

星表面の化学組成^{*1}は、多くの場合誕生後から一定であるため、星の現在の組成はその星を生んだガスの組成を反映している。太陽近傍の星の化学組成を調べると、分光されたハロー星の3%程度 (約160個) は $[\text{Eu}/\text{Fe}] > 0.7$ を満たし、Euが過剰に存在する^{*2}。これらの星を r -II星と呼ぶ。

2015年に発見された矮小銀河レチクル座IIは、 r -II星の起源を調べる上で興味深い。この矮小銀河では、明るい9つの赤色巨星が分光観測されており、7天体が r -II星である。太陽近傍のハロー星では3%しか存在しない r -II星が、この単独の矮小銀河には78%も存在するのである。現在までに46個の矮小銀河の化学組成が調べられているが [28], r -II星の割合がこれほどまで高い矮小銀河はレチクル座IIのほかには発見されていない。太陽近傍の r -II星の観測結果と、矮小銀河の r -II星の観測結果をまとめると、次のようになる。

- ・矮小銀河の2% (46個中1個) は r -II星に満ちており、98%は普通の星 (r -II星でない星)

*1 星の化学組成は $[X/Y]$ で表される。星における元素X, Yの存在量を N_X, N_Y とし、太陽での値に添字 \odot をつけたとき、 $[X/Y] = \log_{10} (N_X/N_Y) - \log_{10} (N_{X\odot}/N_{Y\odot})$ と定義する。 $[\text{Fe}/\text{H}] = 0, -1, -2$ の星に含まれるFeのHに対する存在割合は太陽の1, 10^{-1} , 10^{-2} 倍である。 $[\text{Eu}/\text{Fe}] = 0.7$ の星に含まれるEuのFeに対する存在割合は太陽の5倍である。

*2 厳密な定義は、 $[\text{Eu}/\text{Fe}] > 0.7$ かつ $[\text{Ba}/\text{Eu}] < 0$ である。また、 $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ の下限値を0.7ではなく1とする流儀もある。

に満ちている。

- ・太陽近傍のハロー星の3%は r -II星であり、97%は普通の星(r -II星でない星)である。

ここで、上記2つの観測事実を自然に説明する一つの仮説が立てられる。

(仮説)矮小銀河の中では、数%の確率で特殊な化学進化が起こり、Euに富んだ矮小銀河(r -II星の多い矮小銀河)が形成された。一方、銀河系ハローは多数の矮小銀河の衝突・合体によって形成されたため、ハローの中の数%の星はEuに富んだ矮小銀河に由来し、化学的に r -II星に分類される。

この仮説は、中性子星合体が r 過程の主要チャンネルであるというシナリオと親和性が高い。ある一つの矮小銀河に着目した時、その中で形成される大部分の星を r -II星にするためには、矮小銀河の星形成史の初期に(大半のガスがまだ残っている状態で)Eu等の r 過程元素を大量に合成する天体現象が発生し、矮小銀河内部のガスをEuで汚染する必要がある。中性子星合体はレアな現象であるため、矮小銀河の星形成史の初期に中性子星合体が生じる確率は低い。したがって、大半のEuが中性子星合体由来であれば、Euに富む矮小銀河が形成される確率は低くなる。

4.3 r -II星の軌道クラスタリング

上記の仮説が正しければ、太陽近傍の r -II星の中には、元々は同じ矮小銀河で形成され、矮小銀河の降着・潮汐破壊を経て離散した兄弟星がいる可能性がある。1.4節で述べたように、これらの兄弟星はそれぞれ似た軌道を持っているはずであるので、運動学的サブ構造を作るはずである。太陽近傍の r -II星を作用変数によってクラスタリング解析(グループ化)し、よく似た作用変数(軌道)を持つクラスタを探索すれば、潮汐破壊された矮小銀河の残骸を発見できると期待される[29, 30]。

観測データの誤差が無視できる範囲であれば、作用変数のクラスタリング解析の手続きは単純で

ある。まず、星の運動データを位置、速度の6次元情報に変換し、さらに重力場を仮定して作用変数 J を求める。そして N 個の r -II星の J をK-means等の手法で K 個のクラスタに分類すればよい。実際我々も[29]においては、当時発見されていた r -II星の中から、運動データの観測誤差が小さい星を選択してクラスタリング解析を行った。ところが、このような選択をすると、貴重なデータの大半([29]の場合は57%)を捨てることになる。

そこで我々は観測誤差が大きい場合でも利用できるクラスタリング手法を開発した[31](日本語解説は[32])。この手法を用いて2020年末までに発見された $N=161$ 個の r -II星の作用変数を調べ、類似した軌道を持っている30個のグループを発見した。さらに、化学組成の情報を用い、図6に示した6つ矮小銀河残骸の候補を同定した[30]。

5. 銀河系におけるダークマター分布

5.1 ダークマター分布と回転曲線

銀河内のDM分布を推定する上では、銀河の回転曲線がよく用いられる[33]。日本でも、VERAのデータを用いて、球対称の仮定の下でDM分布の研究が行われている[34, 35]。しかし、回転曲線で推定できるのは銀河面での重力であり、DMの3次元分布を調べるには情報が不十分である。

5.2 銀河のダークマター分布に関する理論モデル

2000年頃までの研究では、大規模なN体計算はDMのみを用いた計算が主流だった[36]。DMのみの計算では、DMハローは三軸不等な分布(球対称分布を縦、横、高さ方向に伸縮させた形状)を示す[37]。バリオンとDMを混在させた最近の計算では、銀河の中心付近($r < 30$ kpc)にはバリオンが濃集し、DMの分布はバリオンの重力場の影響で軸対称分布に近づくことが知られている。標準的なcold dark matter (CDM) モデ

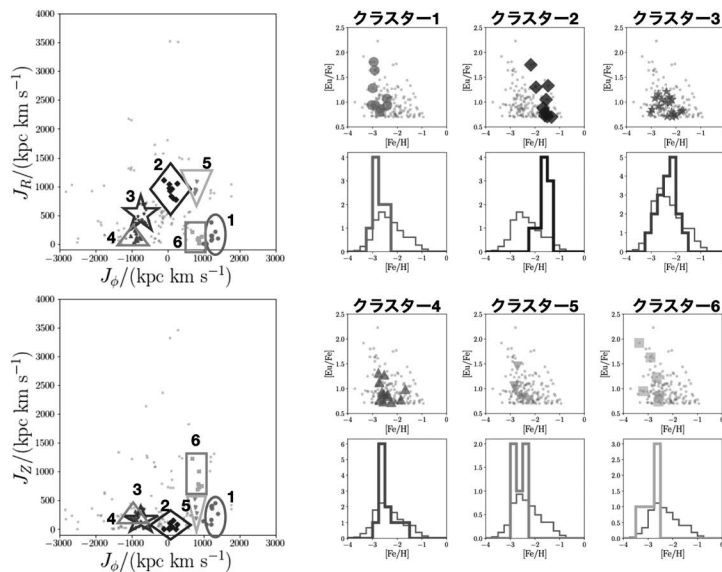


図6 ハローの r -II星の軌道と化学組成の分布. (左) 軌道特徴づける作用変数 (J_R, J_ϕ, J_z) 空間での分布. 軌道の類似度を用いたクラスタリング解析で、30個のクラスターを同定し、その中の6個を強調している. (右) 6個のクラスターのメンバー星の化学組成分布. 各クラスターについて、上段は $([\text{Fe}/\text{H}], [\text{Eu}/\text{Fe}])$ の分布、下段は $[\text{Fe}/\text{H}]$ のヒストグラムを示す. 各クラスターの $[\text{Fe}/\text{H}]$ のヒストグラム (太線) は、全サンプルのヒストグラム (細線) に比べて狭く、メンバー星の化学組成は類似している. 軌道と化学組成の類似性は、6個の各々が矮小銀河残骸であるという描像を示唆する.

ルに基づく計算によれば、銀河系サイズの銀河の多くは、DMハローは $r < 30\text{--}50\text{ kpc}$ の領域で扁平 (どら焼き型) であり、密度分布の扁平率は統計的に $q = 0.8 \pm 0.15$ 程度だとされる [38]. また、CDM以外のDMモデル、例えば自己相互作用DMモデルに関しても、特に $r < 30\text{ kpc}$ 程度では、恒星円盤の持つ扁平な重力場に影響されてDMハローが扁平な分布となると指摘されている [39]. これらの結果を踏まえると、銀河系のDMハローも、 $r < 30\text{ kpc}$ では軸対称かつ扁平であることが期待される.

5.3 恒星ハローの定常性・平衡性

2.1節で述べたように、 $r < 30\text{ kpc}$ における恒星ハローは、約100億年前に銀河系に衝突した矮小銀河GESの残骸が支配的である. 銀河系の典型的な速度スケールは 200 km s^{-1} なので、 $r = 30\text{ kpc}$ での力学時間は $(30\text{ kpc}) / (200\text{ km s}^{-1}) \sim 1$ 億年である. したがって、この領域の星は約100億年を

経て位相混合し、現在は力学平衡にあると仮定できる. (個々のハロー星は独立に軌道運動するが、恒星ハローを巨視的に見れば、空間密度や速度分散などの統計的な性質は定常だと仮定できる.)

恒星ハローの平衡性は、重力場 Φ_{MW} を理解する上で有用である. このことを理解するために思考実験をしてみよう (図7). いま未知の Φ_{MW} を推定するために、無作為に選ばれた N 個のハロー星の現在の位置・速度データが利用可能だとする. もし、恒星ハローが平衡状態であれば、この系を時間発展させても平衡が保たれるはずである. したがって、 Φ_{MW} の様々なモデルについて N 個のハロー星の軌道を解き、未来の分布が現在の分布と統計的に類似しているモデルを探すことで、適切な Φ_{MW} を求めることができるはずである.

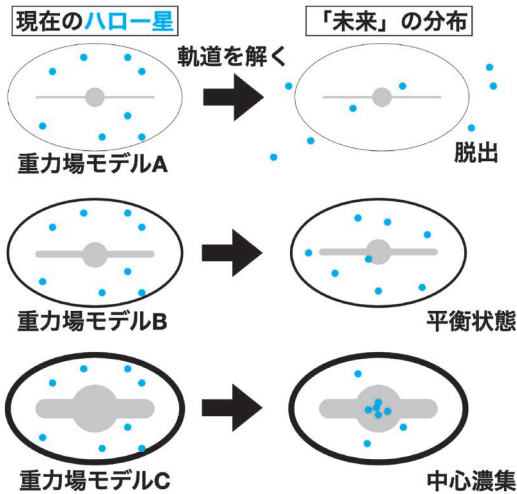


図7 ハローの平衡性に関する思考実験. 恒星ハローが平衡であれば, 正しい重力場の下では, 系を時間発展させた未来の分布は現在の分布と類似する.

5.4 銀河系重力場と恒星ハロー分布関数の同時モデリング

5.4.1 現実的な問題

上記の思考実験は魅力的だが, これを現実のデータに適用することは下記の理由から困難である. (i) 解析する星は, 力学平衡にある $r < 30$ kpc の星に限る必要がある. しかし, 現在 $r < 30$ kpc にいる星を正しい重力場のもとで軌道積分したとしても, ある割合の星は $r < 30$ kpc から出てしまう. すなわち, 正しい重力場を利用したとしても, 軌道積分の初期状態と終状態では, 空間分布が異なってしまう. これは速度分布についても同様である. 上記の思考実験がうまく行くのは, 銀河系の全領域にまたがって満遍なく星のサンプルが得られる場合だけであり, 銀河系の一部の領域 (例えば $r < 30$ kpc) にある星だけを用いて平衡性を議論することは難しい. (ii) データの信頼性を保つためには, 太陽からある程度近い (例えば $d < 20$ kpc 以内) ハロー星に限る必要がある. しかし, 仮に $d < 20$ kpc にいる星を正しい重力場のもとで軌道積分したとしても, ある割合

の星は $d < 20$ kpc から出てしまい, (i) と同じ問題が生じる. (iii) 軌道積分するためには, 位置・速度の6次元情報のすべてが揃っていないといけない. しかし, 現状では視線速度の情報がないハロー星が圧倒的多数である.

上記の問題点 (i) (ii) を踏まえると, 銀河系ハローの一部の領域のデータを解釈する場合も, 結局は銀河系全体をモデル化する必要がある. 具体的には, 恒星円盤やDMハローの寄与を考慮して銀河系全体の重力場をモデル化し, その重力場を運動するハロー星の位置・速度の分布をモデル化する必要がある. この中で特に重要な点はハロー星の分布のモデル化であるが, 今回は力学平衡と近似できる $r < 30$ kpc の領域の大まかな分布に興味があるため, ハロー星の位置・速度分布の情報のすべてを記述できる分布関数モデルを考えることが得策である. 分布関数モデルを用いれば, 視線速度データ以外の5次元データから恒星ハローの適切なモデルを探索することができ, 上記の問題点 (iii) も解決することができる. そこで我々は図7の思考実験を発展させ, 分布関数モデルを通じて銀河系重力場を推定し, DM分布を推定した.

5.4.2 Gaiaデータによるモデリング

本研究で最も肝要なのは, 恒星ハローの運動をトレースする星の上質なサンプルを集めることである. 幸いにも, ポスドク時代に知り合った V. Belokurov 氏, G. Iorio 氏からこと座 RR 型変光星 (以下 RRL 星と略す) のデータを提供していただいた. RRL 星はハローに広く分布し, 比較的明るいため Gaia による高精度の固有運動データが利用できる. また周期光度関係から距離も 11% 程度の誤差で推定できる. これは Gaia の年周視差による距離推定よりも精度がよい. このサンプルから既知の球状星団や恒星ストリーム周辺の RRL 星を除去し, さらに空間分布に関する制約 (太陽からの距離 $d < 20$ kpc, 銀河面からの距離 $|z| > 5$ kpc, 銀緯 $|b| > 20^\circ$) を課して, 最終的に

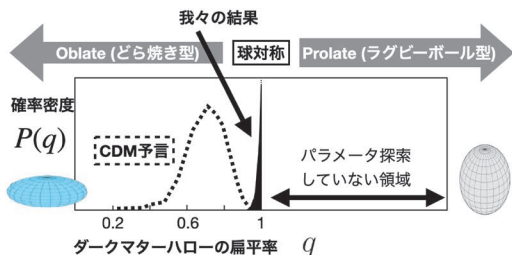


図8 この座RR型変光星（RRL星）の運動解析から求めた、銀河系DMハローの扁平率 q のベイズ事後確率。事後確率は $0.963 < q \leq 1$ の領域に99%が集中しており、球対称な分布と整合的である。

16,197個のRRL星を得ることができた。

このようにして集めたRRL星は $r < 30$ kpcに収まっており、力学平衡にあると近似できる。したがってRRL星のデータは定常な分布関数モデルで表現できる。そこで、与えられた N 個のRRL星の運動データを説明できる銀河系重力場モデル Φ_{MW} および恒星ハローの分布関数モデル $f(\mathbf{J})$ を探索し、ベイズ推定によって Φ_{MW} と $f(\mathbf{J})$ の双方のパラメータを同時に推定した [40]。

5.4.3 ダークマターハローの形状

我々の興味は、銀河系のDMハローの形状、特に扁平率 q を調べることであった。図8に、RRLの運動情報を解析して得られた q の確率密度を示す。我々の計算では、 $q < 0.963$ である確率は1%であり、CDMに基づく宇宙論的シミュレーション（破線 [38]）で得られるようなoblateな形状（どら焼き型）を銀河系DMが持っている可能性は低い。また、今回の解析の範囲では、RRL星の運動は、ほぼ球対称（ $q=1$ ）なDMハローと整合的である。ただし、注意すべき点は、我々の計算では $q \leq 1$ の範囲のみを探索している点である。これは、作用変数を数値計算するアルゴリズムが、現状では $q \leq 1$ の場合のみ高速化されているという制約によるものである。今後はprolate（ $1 < q$; ラグビーボール型）の領域においても同様の計算を行い、DMハローの形状をより強く制限していきたい。

6. 将来展望

Gaiaの登場やGaiaと相補的なサーベイ計画により、銀河系の恒星の位置・速度・化学組成のデータは円熟期を迎えつつある。これらのデータは今後どのようなサイエンスを可能にするだろうか。私見をまとめて本稿を締め括りたい。

〈恒星ハローの微細構造〉恒星ストリームや運動学的サブ構造の更なる発見が期待される。これらの集団の化学組成を調べ、潮汐破壊された恒星系の特徴を精査する必要がある。また図4に示したような多数の降着イベントを一つ一つ解析し、銀河系の衝突・合体の歴史年表を作成する必要がある。

〈非平衡な銀河系モデル〉銀河系は決して静的な力学系ではない。本稿で紹介した大マゼラン雲銀河やDMサブハロー以外にも、いて座矮小銀河や銀河系のバー構造など、時間変動する重力場がハローに影響を与え、様々な痕跡を残しているはずである。ダイナミックな銀河系を詳細にモデル化することで、観測データに歴史を語らせることができるだろう。

〈ダークマター分布〉DMの大局的な分布やDMサブハローのような微細構造は、恒星ハローの観測によってのみ詳細に推定できる。遠方のDMハローは三軸不等な形状を持つのだろうか。また、大マゼラン雲銀河の摂動は銀河系DMハローにどのような変動を与えているのだろうか。上記の非平衡な銀河系モデルには、非平衡なDM分布を推定するヒントが隠されているだろう。

謝辞

銀河系ハローの研究の始めるきっかけをいただいた吉井讓先生にお礼を申し上げます。本稿で紹介した研究では、Ian U. Roederer氏、Vasily Belokurov氏、Giuliano Iorio氏に観測データを共有していただきました。筆者が統計数理研究所に向向して以来、所内活動の様々な面でお世話になった地球物理学者の菊地和平先生に感謝いたします。

参考文献

- [1] Bullock, J. S., & Johnston, K. V., 2005, *ApJ*, 635, 931
- [2] Mateu, C., 2023, *MNRAS*, 520, 5225
- [3] Belokurov, V., et al., 2018, *MNRAS*, 478, 611
- [4] Helmi, A., et al., 2018, *Nature*, 563, 85
- [5] Helmi, A., 2020, *ARA&A*, 58, 205
- [6] Matsuno, T., et al., 2019, *ApJ*, 874, L35
- [7] Carollo, D., et al., 2007, *Nature*, 450, 1020
- [8] Malhan, K., et al., 2018, *MNRAS*, 481, 3442
- [9] Ibata, R. A., et al., 2019, *ApJ*, 872, 152
- [10] Ibata, R., et al., 2021, *ApJ*, 914, 123
- [11] Koposov, S. E., et al., 2010, *ApJ*, 712, 260
- [12] Bovy, J., et al., 2016, *ApJ*, 833, 31
- [13] Wan, Z., et al., 2020, *Nature*, 583, 768
- [14] Koposov, S. E., et al., 2019, *MNRAS*, 485, 4726
- [15] Erkal, D., et al., 2019, *MNRAS*, 487, 2685
- [16] Lovell, M. R., et al., 2014, *MNRAS*, 439, 300
- [17] Doke, Y., & Hattori, K., 2022, *ApJ*, 941, 129
- [18] Price-Whelan, A. M., & Bonaca, A., 2018, *ApJ*, 863, L20
- [19] Yoon, J. H., et al., 2011, *ApJ*, 731, 58
- [20] Erkal, D., & Belokurov, V., 2015, *MNRAS*, 454, 3542
- [21] Grillmair, C. J., & Dionatos, O., 2006, *ApJ*, 643, L17
- [22] Carlberg, R. G., & Grillmair, C. J., 2013, *ApJ*, 768, 171
- [23] de Boer, T. J. L., et al., 2018, *MNRAS*, 477, 1893
- [24] Bonaca, A., et al., 2019, *ApJ*, 880, 38
- [25] Hattori, K., et al., 2016, *MNRAS*, 460, 497
- [26] Banik, N., et al., 2021, *MNRAS*, 502, 2364
- [27] Amorisco, N. C., et al., 2016, *MNRAS*, 463, L17
- [28] Frebel, A., & Ji, A. P., 2023, arXiv e-prints, arXiv: 2302.09188
- [29] Roederer, I. U., et al., 2018, *AJ*, 156, 179
- [30] Hattori, K., et al., 2023, *ApJ*, in press, arXiv: 2207.04110
- [31] Okuno, A., & Hattori, K., 2022, arXiv e-prints, arXiv: 2204.08205
- [32] https://www.ism.ac.jp/ism_info_j/laboproject/158.html (2021.1.31)
- [33] Kamada, A., et al., 2017, *Phys. Rev. Lett.*, 119, 111102
- [34] Honma, M., et al., 2007, *PASJ*, 59, 889
- [35] Sofue, Y., 2012, *PASJ*, 64, 75
- [36] Navarro, J. F., et al., 1996, *ApJ*, 462, 563
- [37] Jing, Y. P., & Suto, Y., 2002, *ApJ*, 574, 538
- [38] Chua, K. T. E., et al., 2019, *MNRAS*, 484, 476
- [39] Sameie, O., et al., 2018, *MNRAS*, 479, 359
- [40] Hattori, K., et al., 2021, *MNRAS*, 508, 5468

Dynamics of the Galactic stellar halo**Kohei HATTORI**

*National Astronomical Observatory of Japan,
Research Enhancement Strategy Office, 2-21-1
Osawa, Mitaka, Tokyo 181-8588, Japan*

Abstract: We review how the recent data sets obtained from Gaia and other large surveys of stars have revealed the structure and history of the Galactic stellar halo as well as the dark matter distribution in the Milky Way.