

コンパクト銀河群 “セイファートの六つ子” の肖像

西 浦 慎 悟

〈東京学芸大学教育学部地学科 〒184-8501 東京都小金井市貫井北町 4-1-1〉

e-mail: nishiura@u-gakugei.ac.jp

「セイファートの六つ子」は半世紀以上も前から知られている古典的なコンパクト銀河群である。この銀河群は、銀河集団としての規模は非常に小さいものの、その内部では激しい銀河衝突が繰り返されており、その結果、非常に特異な潮汐矮小銀河や可視光エンベロープなどが形成されている。本稿ではその特異な潮汐矮小銀河と可視光エンベロープに関する研究を中心として、コンパクト銀河群セイファートの六つ子の実体を概観する。

1. セイファートの六つ子

通常数個から数十個程度の銀河からなる銀河集団を銀河群と呼ぶ。銀河群は孤立銀河と銀河団の間に位置する宇宙の階層構造であり、近傍銀河の約 70% は銀河群に属すると言われている¹⁾。つまり銀河群は近傍宇宙では最もポピュラーな環境と考えられるわけである。その中でも数個の銀河が触れ合わなければに密集している集団は、特にコンパクト銀河群と呼ばれ、銀河衝突の最前線として多くの研究者によって盛んに研究されている²⁾。実際のところコンパクト銀河群と呼ばれる銀河集団のカタログは数多く存在するが、なかでもヒクソン・コンパクト銀河群 (Hickson Compact Groups = HCGs) は、眼視とはいえ全天の 67% という広い天域から定量的な定義によって選出されたためか、他のカタログのコンパクト銀河群に比べて桁違いな量の研究が行われている²⁾。

だがコンパクト銀河群そのものは、数年前までの日本では決して有名な天体ではなかった。天文マニアの一部が「ステファンの五つ子 (Stephan's Quintet = HCG92)」^{3), 4)} という名のコンパクト銀河群を知っていた程度であろう。私自身大学院修

士課程から天文学を始め、指導教官からコンパクト銀河群という研究テーマをいただくまでは、この銀河集団の存在については全く知らなかったほどである。しかし 1999 年 1 月を境に事態は急転した。国立天文台すばる望遠鏡のファーストライト画像の公開である。この中にヒクソン・コンパクト銀河群 40 (=HCG40) というコンパクト銀河群が含まれていたのだ。現在 HCG40 はプロアマを問わず、さまざまな天文関係のポスターや書籍の表紙を飾っている。HCG40 は間違いなく“今日本で最も有名なコンパクト銀河群”である。しかしながら HCG40 のこの予想外の台頭により、従来ステファンの五つ子と並ぶある銀河群が二大コンパクト銀河群の座から滑り落ちることになった。本稿の主演、HCG79 こと“セイファートの六つ子”である。本稿ではこのセイファートの六つ子を通して、コンパクト銀河群において実現している環境効果の例を紹介しようと思う。

さてセイファートの六つ子 (Seyfert's Sextet) はステファンの五つ子と並ぶ代表的なコンパクト銀河群であり、その発見報告は 1948 年にまで遡ることができる^{5), 6)}。ではまずセイファートの六つ子のデジタル・スカイ・サーベイ (Digitized Sky Survey = DSS: <http://stdatu.stsci.edu/cgi-bin/>

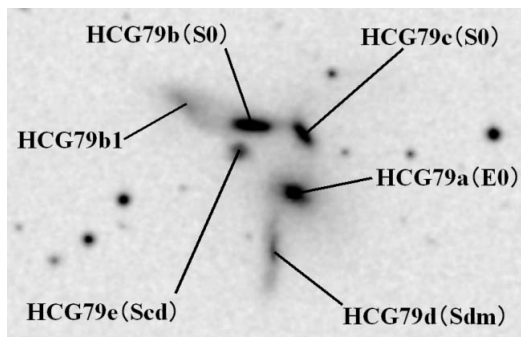


図 1 セイファートの六つ子の DSS 画像. 銀河名の後の括弧内はハッブル形態⁷⁾.

dsswin) 画像を図 1 に掲げよう. 銀河名の後の括弧内は Hickson (1993) によるハッブル形態を表している⁷⁾. こうして見るとセイファートの六つ子は、一見確かに六つの銀河が非常に密集した、典型的なコンパクト銀河群のように見える. しかしこの中の HCG79e は他の銀河よりも大きな赤方偏移を示し、物理的には無関係な遠方の銀河であると考えられている⁸⁾. またセイファートの六つ子の最北東部の HCG79b1 は S0 銀河 HCG79b と潮汐腕状の構造でつながっていることが分かる.

つづいてセイファートの六つ子の銀河集団としての性質を見てみよう. 我々からセイファートの六つ子までの距離は $44h^{-1} \text{ Mpc}$ ($h=H_0/100$, H_0 はハッブル定数), 銀河群サイズは $13h^{-1} \text{ kpc}$ (メンバー銀河すべての中心を含む最小円の直径⁹⁾), メンバー銀河の後退速度から得られる速度分散は 138 km s^{-1} で、これらから計算されるクロッシング・タイム (crossing time: 典型的なメンバー銀河が銀河群を横断するのに要する時間) は宇宙年齢の 7.1×10^{-3} 倍である⁸⁾. これらの数字はセイファートの六つ子がヒクソン・コンパクト銀河群の中でも最もコンパクトなものであり、かつ、ここで頻繁な銀河衝突が実現していることをも示している. ここでもう一度図 1 を見ていただくと、セイファートの六つ子が比較的小さな銀河のみか

らなる銀河集団であることに気づかれるだろう. 可視光撮像観測からは、セイファートの六つ子全体が淡い可視光エンベロープで覆われていることが指摘されており^{10), 11)}, これに加えて電波による中性水素ガスの観測からは、HCG79d に付随する中性水素 (HI) ガスが銀河群サイズにまで大きく広がっていることが示されている¹²⁾. この結果は可視光エンベロープの存在と併せて、セイファートの六つ子がメンバー銀河が重力的に結びついたリアルな銀河集団であることを明らかにしている. また銀河集団が重力的にリアルであれば、その重力ポテンシャルに捕らえられたホットガスからの X 線放射が期待される. しかしセイファートの六つ子そのものの見かけサイズが小さく、そのためホットガス成分のみを分解することが難しいことと、セイファートの六つ子の全質量が非常に小さいため、期待される X 線温度が低く、その X 線光度も小さいことから現実的な X 線検出は困難なものになっている¹³⁾.

2. メンバー銀河を調べる

さて前置きに随分と行数を割いてしまった. まずコンパクト銀河群セイファートの六つ子で起こっている現象を、メンバー銀河の性質から探っていくこととしよう. とりあえず表 1 にセイファートの六つ子のメンバー銀河の性質を掲げておく. これを見る限り HCG79a, 79b は早期型銀河であるにもかかわらず可視光波長域で輝線が検出されている. こうなるとこの輝線が活動銀河中心核 (Active Galactic Nuclei=AGN) 的なのかそれともスターバースト (HII 中心核) 的なのかが少々気になる. また HCG79d の非対称なディスクという情報を見て、具体的な回転運動を調べてみたくなるのは誰でも同じだろう.

そこで我々 (筆者および東北大学天文学教室活動銀河グループの諸メンバー) は国立天文台岡山天体物理観測所の 188 cm 望遠鏡と新カセグレン分光器+CCD カメラ (2001 年 12 月に惜しまれつ

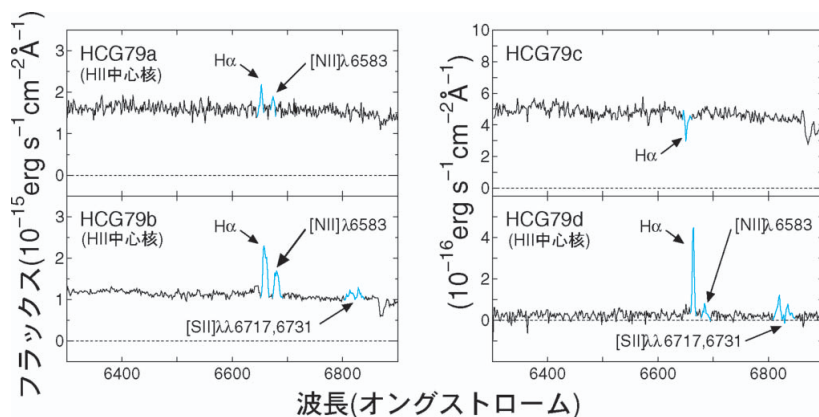


図2 セイファートの六つ子メンバー銀河の可視光域スペクトル. 銀河名の下に活動性のタイプを併記した.

表1 セイファートの六つ子のメンバー銀河^{7), 14)}

名称	形態	B等級 (mag)	後退速度 (km s ⁻¹)	特徴
a	E0	14.35	4,294	ダストレーン H α + [NII] 輝線 Radio, IR
b	S0	13.78	4,446	バー H α + [NII] 輝線
b1				79bの潮汐腕?
c	S0	14.72	4,146	淡いエンベロープ構造
d	Sdm	15.87	4,503	非対称なディスク 潮汐腕
e	Scd	15.87	19,809	非メンバー銀河

つも運用停止)を用いて, セイファートの六つ子のメンバー銀河の可視光域分光観測を行った. グレーティングは 600 mm^{-1} を使用し波長分解能は $6500 \text{ \AA}$ 領域で $3.4 \text{ \AA}$, ピクセル分解能は 1.75 秒角である. スリットは銀河の長軸方向に沿うように配置した. また観測中の典型的なシーイングは 2 秒角程度であった.

図2に HCG79a, 79b, 79c, 79d の銀河中心部のスペクトルを掲げる^{15), 16)}. 残念ながら HCG79b1 については, これがもともと淡い天体であったことと, 気象条件の問題から十分な S/N のスペクトルを得ることができなかった. 図2からは HCG79a, 79b, 79d に検出されていた可視光域輝

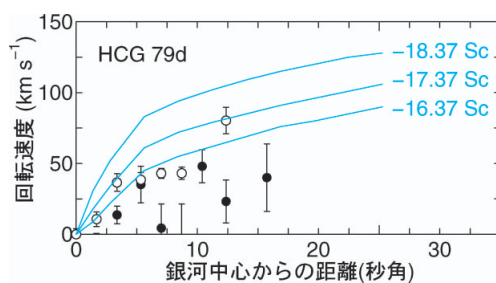


図3 HCG79dの回転曲線. 観測者に対して近く側を白丸(○), 遠ざかる側を黒丸(●)で示した. 3本の実線はHCG79dと同じハッブル形態と同程度の絶対等級を有する近傍渦巻銀河から見積もられる回転曲線.

線はスターバースト的であることが分かる. また HCG79c には目立った輝線成分が存在しないことも確認できる. HCG79d については検出された H α 輝線を空間的(銀河の長軸方向)に追いかけることにより, ガス・ディスクの回転曲線を得ることができる(図3)¹⁷⁾. 銀河衝突を経験していないと考えられる近傍の渦巻銀河の回転曲線に比べて, ヒクソン・コンパクト銀河群に属する渦巻銀河の回転曲線は, 一般に非対称のかつ特異なものになっている^{11), 17)}. 図3には参考のため, HCG79d と同じようなハッブル形態と絶対等級(同じ等級と ± 1 等級のもの)を有する近傍渦巻銀河の回転曲線を3本の実線で示してある. 図3からは

HCG79d の回転曲線も例に漏れず、非常に非対称的かつ特異なものであることが分かる。メンバー銀河、特に HCG79d を見る限り、セイファートの六つ子で激しい銀河衝突が生じているのは間違いないさそうである。

3. HCG79b1 の正体は？

ここまでで HCG79a, 79b, 79c, 79d, 79e の正体はある程度見えてきた。こうなると非常に淡い HCG79b1 の正体も何とかして見極めたいものである。特に HCG79b1 の起源には「銀河間相互作用によって HCG79b から引きずり出されたもの」と「外部からの矮小楕円銀河の落下」という二つのアイディアが主張されている^{(11), (12), (14), (18), (19)}。銀河研究の大局から見れば些細なことではあるが、できればこの問題に一石を投じてみるのも面白いだろう。幸いにも我々の手元には、さまざまな観測所で取得したセイファートの六つ子の多色撮像データが存在する。HCG79b1 の分光観測は難しいが、多色測光によるエネルギー分布を調べることはできそうである。実際に我々が行った観測はハワイ大学マウナケア観測所 2.2 m 望遠鏡と 8 K モザイク CCD カメラ（視野 18 分角四方、ピクセル分解能 0.26 秒角）による VR バンド⁽²⁰⁾と I_c バンドの撮像観測、同観測所 60 cm 望遠鏡と近赤外線カメラ（視野 8.5 分角四方、ピクセル分解能 2.0 秒角）による K' バンド撮像観測、そして東京大学木曾観測所の 105 cm シュミット望遠鏡と 1 K-CCD カメラ（視野 12.5 分角四方、ピクセル分解能 0.75 秒角）を用いた V バンドおよび R_c バンド撮像観測、同望遠鏡と近赤外線カメラ（通称 KONIC, 視野 18 分角四方、ピクセル分解能 2.12 秒角）による J および H バンド撮像観測である。これらに加えてハッブル宇宙望遠鏡のデータアーカイブから、WFPC による F439W バンド、WFPC2 による F336W, F439W, F555W, F814W 各バンドの撮像データを取得した。ちなみにこれらの観測から得られた HCG79b1 の表面輝度プロフィール

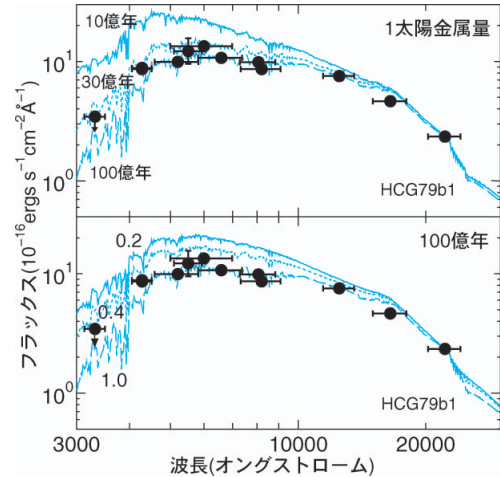


図 4 HCG79b1 のエネルギー分布と銀河の化学進化モデルとの比較。上図は 1 太陽金属量に対して年齢 10, 30, 100 億年のモデル、下図は年齢 100 億年に対して 0.2, 0.4, 1.0 太陽金属量のモデルを併記した。

は指数則に従うものであった⁽²¹⁾。この性質は矮小楕円銀河^{(22)~(24)}と潮汐矮小銀河⁽²⁵⁾の表面輝度プロフィールにも共通して見られる特徴である。

さて図 4 は上記の観測データから得られた HCG79b1 の可視光域から近赤外域のエネルギー分布である。また図 4 には GISSEL96⁽²⁶⁾ から得られた銀河の化学進化モデルから予測されるエネルギー分布も示してある。なおこのエネルギー分布の算出の際には、サルピーター型の初期質量関数を仮定し、生成される恒星質量の範囲を 0.1 から 125 太陽質量と設定した。また星生成はシンプル・ステラ・ポピュレーション (simple stellar population) によるものとした。エネルギー分布を HCG79b1 と化学進化モデルで比較することにより、HCG79b1 のエネルギー分布が、年齢的に古く金属量が多い恒星集団によっていることが分かる。冒頭でも少し述べたが HCG79b1 自身は小さな恒星集団である。そこで HCG79b1 のサイズと絶対等級を近傍銀河団（おとめ座銀河団、ろ座銀河団、ケンタウルス銀河団）に属する矮小銀

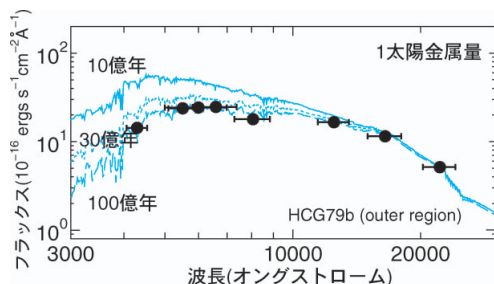


図 5 HCG 79b 外周部のエネルギー分布. 併記した銀河の化学進化モデルは図 5 上図と同じものの.

河²⁷⁾と比較すると、サイズは同程度以下、*B* および *V* の絶対等級で 1.5 等明るい程度、という結果になり、典型的な矮小銀河と同じ規模の銀河集団と考えられることが分かった。そこで「年齢」と「金属量」という観点から他の種類の矮小銀河との比較を行うことにする。

まず矮小楕円銀河であるが、これは年齢は 20 億年から 100 億年と幅が広いものの^{28), 29)}、金属量の方は一般に 1/3 太陽金属量以下程度という観測結果が多く得られている^{28)~33)}。これは年齢 100 億年、1 太陽金属量という HCG 79b1 のエネルギー分布とは一致しない。したがって HCG 79b1 が外部からの矮小楕円銀河の落下である、という可能性は低いと考えられる。次に潮汐矮小銀河との比較を考えてみると、潮汐矮小銀河の年齢は 10 億年と若くまた金属量は等級によらず一律 1/3 太陽金属量程度と言われている²⁵⁾。しかしこれもまた HCG 79b1 のエネルギー分布を説明するには難しい。最後に残るアイディアは「銀河衝突によって HCG 79b の恒星成分の一部が引きずり出されて HCG 79b1 になった」というものであるが、これを吟味するために図 5 に HCG 79b のエネルギー分布を示した。ただし前節でも述べたように HCG 79b は中心部分に HII 中心核成分を有しているため、中心部分を除いた外側領域のみのエネルギー分布となっている（フラックスの値が妙に小さくなっているのはそのためである）。この

HCG 79b のエネルギー分布を先程の銀河の化学進化モデルから得られたエネルギー分布と比較すると、HCG 79b も年齢 100 億年、1 太陽金属量のモデルによく合うことが分かる。つまり HCG 79b1 は潮汐腕でつながっている HCG 79b 外縁部と同じエネルギー分布をしているのである。これは銀河衝突によって HCG 79b1 が HCG 79b から引きずり出されたことを示す傍証となるだろう。ちなみにセイファートの六つ子の HI 観測¹²⁾では、一見 HCG 79b1 に HI ガスが付随しているように見えるものの、その量はほとんど無視できるものであり、後の HI 観測³⁴⁾では HCG 79b1 に付随する HI ガスは検出されていない。HCG 79b1 の形成過程は潮汐矮小銀河の一種と思えるが、潮汐矮小銀河では普通、親銀河から引きずり出されたガス中で 2 次的な星生成が生じる。しかし HCG 79b1 には 2 次的な星生成は認められず、非常に特異なケースと考えられる。

4. 銀河集団として見る

では次にセイファートの六つ子の銀河集団としての性質を概観してみよう。銀河集団の性質を調べる際には X 線観測に頼るのが一般的だろう。しかし前述したようにセイファートの六つ子の全質量は非常に小さく、また見かけサイズも小さいため、期待されるホットガスの温度は低く、また X 線光度も小さいものとなっている。ROSAT/SPSPC ではセイファートの六つ子を覆うような X 線分布が検出されているが、これにはメンバー銀河内の X 線連星や活動銀河中心核からの X 線も含まれている¹³⁾。ROSAT/SPSPC のアーカイブ・データを用いて X 線温度 $kT = 0.5\text{--}1.0\text{ keV}$ 、 $Z = 0.3Z_{\odot}$ を仮定すると、セイファートの六つ子からの全 X 線光度は $1.3\text{--}1.4 \times 10^{40} h^{-2} \text{ erg s}^{-1}$ と計算される。果たしてこの中に占めるホットガスの量はどのくらいになるのだろうか？

早期型銀河と晚期型銀河に対する X 線光度と *B* バンド光度のデータ^{35)~37)}から、セイファート

表 2 セイファートの六つ子からの X 線放射

X 線光度の起源	X 線光度
全 X 線光度 ($kT=0.5-1.0$ keV, $Z=0.3Z_{\odot}$)	$1.3-1.4 \times 10^{40} h^{-2} \text{ erg s}^{-1}$
メンバー銀河の X 線連星起源の X 線光度	$4.4 \times 10^{39} h^{-2} \text{ erg s}^{-1}$
メンバー銀河の HII 中心核起源の X 線光度	$8.3 \times 10^{39} h^{-2} \text{ erg s}^{-1}$
期待されるホットガス起源の X 線光度	$0.3-1.3 \times 10^{39} h^{-2} \text{ erg s}^{-1}$

表 3 セイファートの六つ子の質量分布

質量の起源	質量
セイファートの六つ子の全質量	$3.6 \times 10^{11} h^{-1} M_{\odot}$
メンバー銀河が担う質量	$2.7 \times 10^{11} h^{-1} M_{\odot}$
可視光エンベロープの質量	$7.3 \times 10^8 h^{-1} M_{\odot}$
期待されるダークマターの質量	$0.9 \times 10^{11} h^{-1} M_{\odot}$

の六つ子のメンバー銀河内の X 線連星を起源とする X 線光度を計算すると、 $4.4 \times 10^{39} h^{-2} \text{ erg s}^{-1}$ という値が得られる。同様に HCG79a, 79b, 79d の HII 中心核現象に伴う X 線放射の合計は $8.3 \times 10^{39} h^{-2} \text{ erg s}^{-1}$ と計算できる。するとセイファートの六つ子からの X 線放射は、メンバー銀河起源のものだけで $1.3 \times 10^{39} h^{-2} \text{ erg s}^{-1}$ となり、X 線光度のほとんどすべてがこれで説明できてしまう。残りの X 線光度が非常に弱いものであることはもはや説明不要だろう (表 2 参照)。

つづいて質量をキーワードとしてセイファートの六つ子を見てみよう。銀河群のサイズと速度分散から計算されるセイファートの六つ子の全質量³⁸⁾は $3.6 \times 10^{11} h^{-1} M_{\odot}$ である。これに占めるメンバー銀河の質量はどのくらいだろうか？ これは B バンド光度とハッブル形態ごとの質量・光度比から簡単に見積もることができる。質量・光度比としては E, S0 で $13.7 \pm 0.3^{39)}$, Sdm 型銀河で 9.1 ± 4.0 を用いた。ただし Sdm 型銀河については Sc 型銀河の $5.2 \pm 0.4^{40)}$ と不規則銀河の $12.9 \pm 7.5^{41)}$ から算出した。これらから得られるメンバー銀河の全質量は $2.7 \times 10^{11} h^{-1} M_{\odot}$ となり、セイファートの六つ子の全質量の 2/3 以上がメンバー銀河で説明できてしまう (メンバー銀河の質

量にはメンバー銀河ハロー部のダークマターが含まれていることに注意)。したがって銀河間空間に存在するダークマターの質量も非常に小さいと考えられる (表 3 参照)。X 線光度と質量の議論からは、セイファートの六つ子の質量は基本的にメンバー銀河が占めており、銀河群に付随するダークマターやそれに捕らえられたホットガスはほとんど存在しないことが分かる。ではこのような銀河集団に対して、X 線観測以外に何か銀河集団の性質を探るすべがあるだろうか。

5. 可視光エンベロープをじっくり見る

「セイファートの六つ子には可視光エンベロープ構造が存在する」このことは 1980 年代からたびたび言及されてきたことである^{10), 11)}。この可視光エンベロープは頻繁な銀河衝突によって、もともとはメンバー銀河内に存在した恒星成分が引きずり出され、それが銀河群の重力ポテンシャルに捕らえられることによって形成されと考えられている。X 線での観測が困難であっても、深い可視光域撮像観測から何らかの情報が得られる可能性は十分にある。実は前述したハワイ大学 2.2 m 望遠鏡による VR バンドと I_c バンドの撮像観測はこれを狙って行ったものである。それぞれのフィルターバンドに対して約 2 時間半という膨大な観測時間が投入された。この観測には私自身は参加していない。だが後になって、この大量観測時間の投入を見て共同研究者であるハワイ大学の Sanders 氏は呆然としていた、と伺っている。

図 6(a) が Sanders 氏を呆然とさせつつ得られ

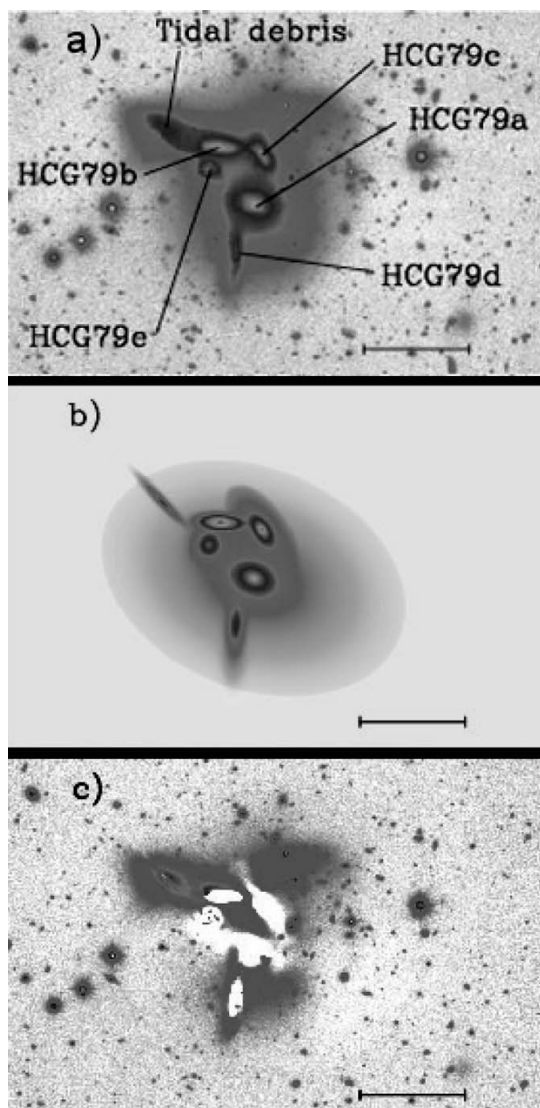


図 6 セイファートの六つ子の VR バンド画像。
a) 観測画像, b) モデル画像, c) 観測画像からモデル画像を差し引いた残差. 各図右下のバーは 1 分角 ($=12.8h^{-1} \text{ kpc}$) のサイズを示す.

たセイファートの六つ子の VR バンドの深撮像画像である. 図 1 と見比べていただきたい. 前述した HCG79b と HCG79b1 (図 6 中では tidal debris と表記している) の間の潮汐構造や HCG79d 周辺部, HCG79c 東北部の淡い構造が非常によく分かる. このエンベロープ構造からの可視光の寄与を見積もるために, 我々はメンバー銀河の表面輝度プロファイルをもとに $r^{1/4}$ 則 (HCG79a, HCG79b, HCG79c) と指数則 (HCG79b1, HCG79d, HCG79e) でフィッティングしたモデル銀河を作製した. セイファートの六つ子のモデル銀河群を図 6 (b) に, そして観測データからモデルを差し引いた画像を図 6(c) に示す. 同様の作業を I_c バンド画像にも施し, 可視光エンベロープ成分の測光を行った. その結果 $VR_{AB}=14.5 \text{ mag}$, $I_c=13.7 \text{ mag}$ が得られた. ただし VR バンドは AB 等級で表している⁴²⁾. そしてこれらから見積もられるセイファートの六つ子の可視光エンベロープのカラーは $V-R_c=0.48 \pm 0.24 \text{ mag}$, $R_c-I_c=0.41 \pm 0.15 \text{ mag}$ である. このカラーは G から K 型星のカラーと良く一致し, 可視光エンベロープがもともとメンバー銀河内に存在した低質量星であることを強く裏づけている. また VR バンド, I_c バンドともに銀河群の全可視光域光度への可視光エンベロープの寄与は 12~13% である. さらに加えて I_c バンド等級と質量光度比 $\sim 3.57^{43)}$ から得られる可視光エンベロープの質量は $7.3 \times 10^8 h^{-1} M_\odot$ であり, これはセイファートの六つ子の全質量の 0.2% に相当する.

6. セイファートの六つ子: まとめ

コンパクト銀河群“セイファートの六つ子”は最もコンパクトな銀河群の一つである. メンバー銀河も比較的小さな銀河からなり, それゆえに重力ポテンシャルは非常に浅いものになっている. 質量分布の大部分はメンバー銀河に付随した恒星とガスそしてダークマターが担っており, 銀河団のような銀河集団を取り巻くようなダークマター

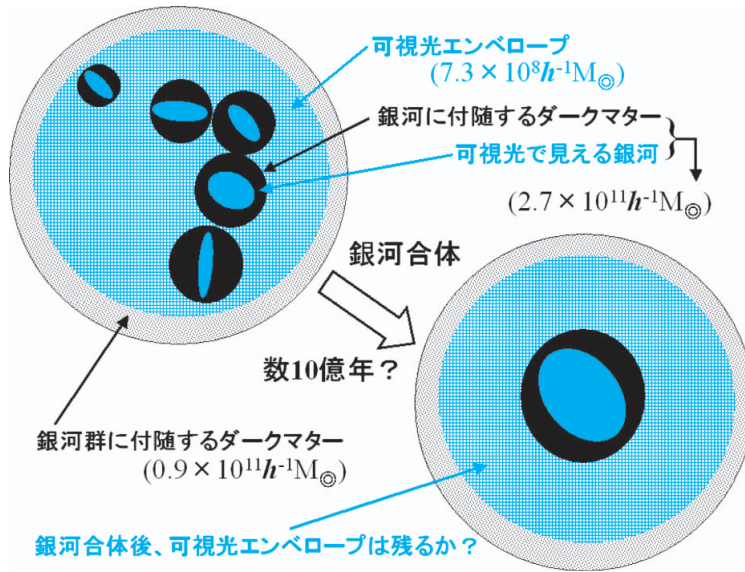


図 7 セイファートの六つ子の進化 (?)

はほとんど存在しないと考えられる。ただしメンバー銀河どうしの銀河衝突は頻繁に生じており、そのために HCG79b1 のような古い恒星を多く持ち金属量に富むという特異な潮汐矮小銀河が形成されている。またセイファートの六つ子全体を覆うような可視光エンベロープ成分も存在し、その可視光カラーは低質量星のカラーと一致する。このことから可視光エンベロープも激しい銀河衝突の産物と考えられる。可視光エンベロープの全光度への寄与は 12~13% と無視できない割合であるが、全質量への寄与は 0.2% 程度である。数値シミュレーションからは、コンパクト銀河群のようなシステムは宇宙年齢の 1/10 のタイムスケールで銀河合体を繰り返し、最終的には普通の楕円銀河と変わらない系へと進化していく、というシナリオが数多く提示されており^{44), 45)}、さらに合体のタイムスケールはダークマターの空間分布によることが示唆されている⁴⁶⁾。これらを考慮すると、銀河集団としてのダークマター・ハローを持たない（くどいようだが個々のメンバー銀河にはダークマターが付随している）セイファートの六つ子

は、従来のシミュレーションが指摘するように非常に短いタイムスケールで楕円銀河へ進化していくと考えるのが妥当であろう。しかしながらこの楕円銀河の質量はせいぜい $10^{11} M_{\odot}$ のオーダーであり、cD 銀河（銀河団の中心に鎮座し、可視光エンベロープを有する超巨大楕円銀河でその質量は $10^{13} M_{\odot}$ にも及ぶ）の巨大さにはほど遠いものである。この可視光エンベロープは銀河合体の最中に瞬間だけ形成されるようなものなのだろうか？ それともセイファートの六つ子そのものが非常に特異な存在なのだろうか？ 何にしても今後数十億年かけて派手な銀河合体が進んでいく大パノラマを見ることができないのは非常に残念である。

最後に本稿の元となった研究論文^{15)~17), 21)}の観測・解析・執筆に関連して、ハワイ大学マウナケア観測所、東京大学木曽観測所、国立天文台岡山天体物理観測所のスタッフの皆様、共同研究者である長尾 透氏、村山卓氏、佐藤康則氏、谷口義明氏（以上東北大学天文学教室）、David B. Sanders 氏（ハワイ大学 IfA）、大山陽一氏（国立天文

台ハワイ観測所), 島田雅史氏に心から御礼申し上げたい。また塩谷泰広氏(東北大学天文学教室)と森川浩司氏は共同研究者であるとともにそれぞれ銀河の化学進化モデルの計算と *ROSAT/SPSC* アーカイブデータの吟味をしていただいた, 深く感謝し御礼を申し上げたい。最後にハッブル宇宙望遠鏡でセイファートの六つ子を観測するという計画を立ち上げた J. W. Sulentic 氏と S. D. Hunsberger 氏にも深く感謝したい。

参考文献

- 1) Tully R. B., 1987, ApJ 321, 280
- 2) Hickson P., 1997, ARA&A 35, 357
- 3) Stephan M. E., 1887, MNRAS 37, 334
- 4) 大山陽一, 西浦慎悟, 村山 卓, 谷口義明, 1998, 天文月報 91, No. 9
- 5) Seyfert C. K., 1948a, Phys. Rev. 74, 129
- 6) Seyfert C. K., 1948b, AJ, 53, 203
- 7) Hickson P., 1993, Astrophys. Lett. & Commun. 29, 1
- 8) Hickson P., et al., 1992, ApJ 399, 353
- 9) Hickson P., 1982, ApJ 255, 382
- 10) Sulentic J. W., Lorre J. J., 1983, A&A 120, 36
- 11) Rubin V. C., Hunter D. A., Ford W. K. Jr., 1991, ApJS 76, 153
- 12) Williams B. A., McMahon P. M., van Gorkom J. H., 1991, AJ 101, 1957
- 13) Pildis R. A., Bregman J. N., Evrard A. E., 1995, ApJ 443, 514
- 14) Mendes de Oliveira C., Hickson P., 1994, ApJ 427, 684
- 15) Shimada M., et al., 2000, AJ 119, 2664
- 16) Nishiura S., et al., 2000, AJ 120, 2355
- 17) Nishiura S., et al., 2000, AJ 120, 1691
- 18) Vilchez J. M., Iglesias-Páramo J., 1998, ApJS 117, 1
- 19) Bonfanti P., et al., 1999, A&AS 139, 483
- 20) Jewitt D., Luu J., Chen J., 1996, AJ 112, 1225
- 21) Nishiura S., et al., 2002, PASJ 54, 21
- 22) Faber S. M., Lin D. N. C., 1983, ApJ 266, L17
- 23) Ichikawa S., Wakamatsu K., Okamura S., 1986a, ApJS 60, 475
- 24) Ichikawa S., Wakamatsu K., Okamura S., 1986b, ApJS 62, 253
- 25) Duc P.-A., et al., 2000, AJ 120, 1238
- 26) Bruzual A. G., Charlot S., 1993, ApJ 405, 538
- 27) Bothun G. D., et al., 1989, AJ 98, 1542
- 28) Ferguson H. C., Binggeli B., 1994, A&ARv 6, 67
- 29) Mateo M., 1998, ARA&A 36, 435
- 30) Zinn R., 1980, AJ 85, 1468
- 31) Zinn R., 1981, ApJ 251, 52
- 32) Da Costa G. S., et al., 1991, MNRAS 249, 473
- 33) Held E., Mould J. R., 1994, AJ 107, 1307
- 34) Verdes-Montenegro L., et al., 2001, A&A 377, 812
- 35) Brown B., Bregman J. N., 1998, ApJ 495, L75
- 36) Read A. M., Ponman T. J., Strickland D. K., 1997, MNRAS 286, 626
- 37) Vogler A., Pietsch W., Kahabka P., 1996, A&A 305, 74
- 38) Heisler J., Tremaine S., Bahcall J. N., 1985, ApJ 298, 8
- 39) Bacon R., Monnet G., Simien F., 1985, A&A 152, 315
- 40) Rubin V. C., et al., 1985, ApJ 289, 81
- 41) Lo K. Y., Sargent W. L. W., Young K., 1993, AJ 106, 507
- 42) 市川 隆, 1997, 天文月報 90, No. 1
- 43) Worthey G., 1994, ApJS 95, 107
- 44) Barnes J. E., 1989, Nature 338, 123
- 45) Weil M. L., Hernquist L., 1996, ApJ 460, 101
- 46) Athanassoula E., Makino J., Bosma A., 1997, MNRAS 286, 825

“Seyfert’s Sextet” the Compact Group of Galaxies

Shingo NISHIURA

*Department of Astronomy and Earth Sciences,
Tokyo Gakuai University, Nukuikita-machi 4-1-
1, Koganei, Tokyo 184-8501, Japan*

Abstract: “Seyfert’s Sextet” is a classical galaxy group. It was discovered in 1948 by Seyfert C. K. This group is the most compact in known groups. In Seyfert’s Sextet, frequent galaxy collisions occur, and a peculiar tidal debris and an optical faint envelope were formed. I will introduce this small galaxy group in detail.