

Rój czarnych dziur w centrum gromady kulistej NGC 6397

Dariusz Klimowicz

FAIS UJ

28 kwietnia 2021

- 1 Wstęp
- 2 Modelowanie układu
- 3 Obróbka danych
- 4 Wyniki i końcowe wnioski

1 Wstęp

2 Modelowanie układu

3 Obróbka danych

4 Wyniki i końcowe wnioski

Gromada kulista NGC 6397



Zdjęcie gromady kulistej NGC 6397, wykonane przez teleskop Hubble'a.

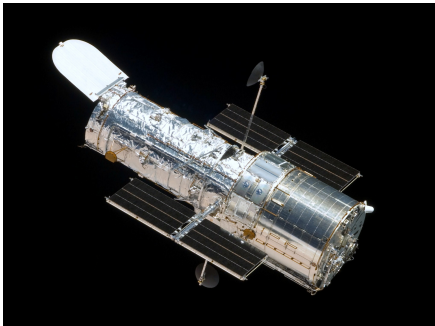
O jakich czarnych dziurach mówimy?

W pracy analizuje się NGC 6397 pod kątem istnienia w niej tzw. czarnych dziur o masie pośredniej (ang. *Intermediate-mass black holes*, IMBH). Są to czarne dziury, których masy są większe od mas gwiazdowych czarnych dziur, ale też mniejsze od mas supermasywnych czarnych dziur. Masy IMBH mieszczą się w zakresie $10^2 - 10^5 M_{\odot}$.

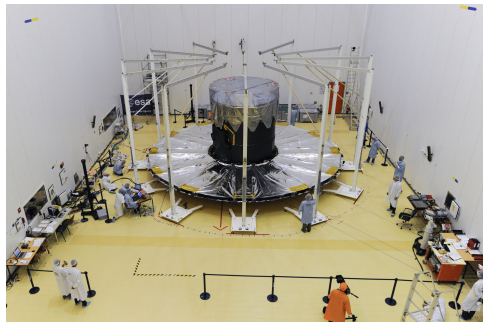
Z racji naszej niewielkiej wiedzy na ich temat, IMBH są obecnie przedmiotem intensywnych badań - nawet samo ich istnienie jest podawane przez niektórych w wątpliwość, pomimo braku teoretycznych ograniczeń nałożonych na masy czarnych dziur.

Wykorzystano dane z obserwacji przeprowadzonych przy użyciu teleskopu Hubble'a (*Hubble Space Telescope/HST*), teleskopu Gaia (*Gaia Space Observatory*) oraz instrumentu MUSE (*Multi Unit Spectroscopic Explorer*), będącego częścią VLT (*Very Large Telescope*).

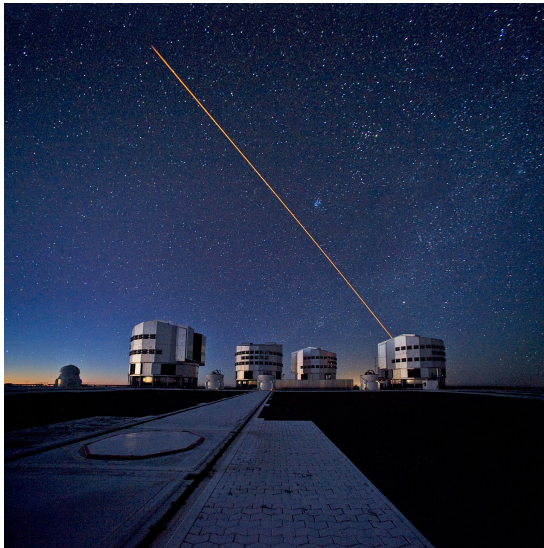
HST posłużył do pomiarów ruchów własnych (ang. *proper motion*, PM) obiektów należących do gromady, ze szczególnym uwzględnieniem obiektów znajdujących się blisko jej centrum; dane z Gai pomogły wyznaczyć PM dla dalszych obiektów; z kolei MUSE określił prędkości obiektów mierzone w naszym kierunku, tzw. *line-of-sight* (LOS) *velocities*.



Rysunek: Teleskop Hubble'a.



Rysunek: Teleskop Gaia.



Rysunek: Zespół teleskopów VLT.

1 Wstęp

2 Modelowanie układu

3 Obróbka danych

4 Wyniki i końcowe wnioski

MAMPOSSt(-PM)

MAMPOSSt (*Modeling Anisotropy and Mass Profiles of Observed Spherical Systems*) - jest to kod bayesowski, opracowany przez G. A. Mamona w 2013 roku do modelowania orbit masywnych obiektów tworzących układy. W omawianej pracy zastosowane jest rozszerzenie tego kodu, MAMPOSSt-PM, uwzględniające dodatkowo PM-y oraz prędkości na LOS. MAMPOSSt-PM operuje na pojedynczych gwiazdach, co zwiększa dokładność kodu w porównaniu do kodów operujących na przedziałach radialnych.

Określamy gęstość prawdopodobieństwa, dla której obiekt w odległości R od środka gromady posiada wektor prędkości \mathbf{v} :

$$p(\mathbf{v}|R) = \frac{g(R, \mathbf{v})}{\int g(R, \mathbf{v}) d\mathbf{v}} = \frac{g(R, \mathbf{v})}{\Sigma(R)}, \quad (1)$$

gdzie $\Sigma(R)$ określa gęstość powierzchniową gromady, a $g(R, \mathbf{v})$ to gęstość w rzutowej przestrzeni fazowej (ang. *projected phase space*, PPS) i jest zdefiniowana poniższą relacją:

$$\int \int 2\pi R g(R, \mathbf{v}) dR d\mathbf{v} = \Delta N_p = N_p(R_{max}) - N_p(R_{min}), \quad (2)$$

gdzie $N_p(R) = \int_0^R 2\pi R' \Sigma(R') dR'$ to liczba obiektów w cylindrze o promieniu R .

Prawdopodobieństwo jest po prostu iloczynem gęstości prawdopodobieństw: $\mathcal{L} = \prod_i p(\mathbf{v}_i|R_i)$, gdzie i oznacza i -tą gwiazdę.

Podczas obserwacji gromady kulistej pojawia się naturalny problem istnienia obiektów nienależących do tej gromady, widocznych na tym samym obszarze nieba - określa się je mianem *field stars* (FS). MAMPOSSt-PM wyróżnia w funkcji $p(\mathbf{v}|R)$ dwie części: jedną związaną z GC i drugą z FS:

$$p(\mathbf{v}|R) = \frac{g_{GC}(R, \mathbf{v}) + g_{FS}(R, \mathbf{v})}{\Sigma_{GC}(R) + \Sigma_{FS}(R)} = \frac{g_{GC}(R, \mathbf{v}) + \Sigma_{FS} f_{LOS}(v_{LOS}) f_{PM}(\mathbf{PM})/\eta^2}{\Sigma_{GC}(R) + \Sigma_{FS}}, \quad (3)$$

gdzie \mathbf{PM} jest wektorem: $(\mu_{\alpha*}, \mu_{\delta}) = (\mu_{\alpha} \cos \delta, \mu_{\delta})$, $f_{LOS}(v_{LOS})$ i $f_{PM}(\mathbf{PM})$ to odpowiednio funkcje dystrybucji prędkości LOS i wektorów PM, $\eta = 4.7405D$ odpowiada za konwersję z PM podanych w mas/yr (milisekundy łuku) do prędkości POS podanych w km/s, a D to odległość do układu w kiloparsekach.

Wyraz $g_{GC}(R, \mathbf{v})$ definiujemy następująco:

$$g_{GC}(R, \mathbf{v}) = 2 \int_R^\infty h(\mathbf{v}|R, r) \nu(r) \frac{r}{\sqrt{r^2 - R^2}} dr, \quad (4)$$

gdzie $\nu(r)$ trójwymiarowy profil zagęszczenia gwiazd, a r to odległość do środka. Funkcja $h(\mathbf{v}|R, r)$ to średnia lokalna dystrybucja prędkości w GC. Kod zakłada, że możemy na tej trójwymiarowej funkcji dokonać rozdzielenia zmiennych we współrzędnych (r, θ, ϕ) , a każda ze składowych jednowymiarowych funkcji opisana jest Gaussem: $h(\mathbf{v}_i|R, r) \sim \mathcal{N}(0, \sigma_i)$ - gdzie i oznacza i -tą współrzędną.

Wprowadzamy kolejną, dość kluczową funkcję - funkcja anizotropii prędkości $\beta(r)$:

$$\beta(r) = 1 - \frac{\sigma_{\theta}^2(r) + \sigma_{\phi}^2(r)}{2\sigma_r^2(r)}, \quad (5)$$

gdzie sigmy oznaczają dyspersję prędkości w każdej ze współrzędnych. Za pomocą tej funkcji definiujemy wariancje:

$$\sigma_{LOS}^2(R, r) = \left[1 - \beta(r) \left(\frac{R}{r} \right)^2 \right] \sigma_r^2(r), \quad (6)$$

$$\sigma_{POS_r}^2(R, r) = \left[1 - \beta(r) + \beta(r) \left(\frac{R}{r} \right)^2 \right] \sigma_r^2(r), \quad (7)$$

$$\sigma_{POS_t}^2(R, r) = [1 - \beta(r)] \sigma_r^2(r) \quad (8)$$

będące wariancjami gaussowskimi każdej z funkcji składowych $h(\mathbf{v}_i | R, r)$.

Sama anizotropia zdefiniowana jest w kodzie funkcją:

$$\beta_{gOM}(r) = \beta_0 + (\beta_\infty - \beta_0) \frac{r^2}{r^2 + r_\beta^2} \quad (9)$$

gdzie indeks gOM oznacza generalizację modelu Osipkova-Merrita.

Wyraz $g_{FS}(R, \mathbf{v})$ stanowi dużo prostszą formułę: Σ_{FS} uniezależniamy od położenia - jest zatem stałe, $f_{LOS}(v_{LOS})$ jest gaussowską dystrybucją prędkości v_{LOS} , natomiast $f_{PM}(\mathbf{PM})$ jest dystrybucją o postaci:

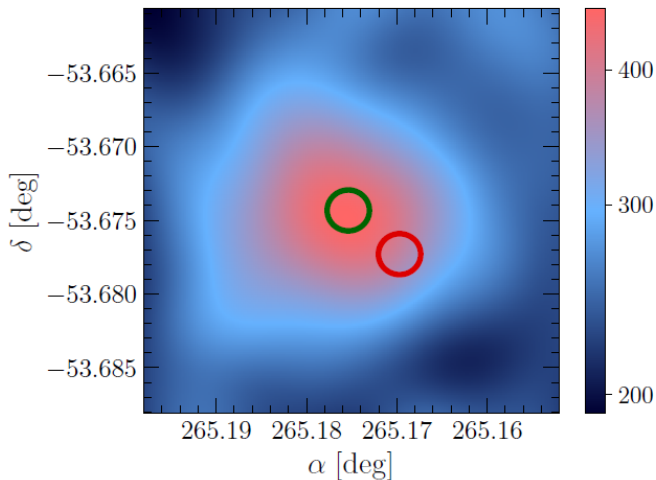
$$f_{\mu}(\boldsymbol{\mu}) = -\frac{\gamma + 2}{2\pi a^2} \left[1 + \left(\frac{\mu}{a} \right)^2 \right]^{\frac{\gamma}{2}}, \quad \mu_i = \sqrt{(\mu_{\alpha^*i} - \overline{\mu_{\alpha^*i}})^2 + (\mu_{\delta_i} - \overline{\mu_{\delta_i}})^2} \quad (10)$$

gdzie a oraz γ to dwa wolne parametry: promień skali i kształt krzywej.

Charakterystyka NGC 6397

NGC 6397 jest gromadą kulistą o niemalże sferycznej symetrii, zawierającą ok. 400 000 gwiazd. Jej wiek jest szacowany na 13.4 ± 0.8 mld lat. Współrzędne jej środka to $(265.1754^\circ, -53.6743^\circ)$ we współrzędnych równikowych J2000, określone w [2]. Odległość do tej gromady została ustalona w pracy na 2.39 kiloparseka - pomiar zanotowany w [3] i przeprowadzony za pomocą HST. Gromada ta posiada skolapsowane jądro (z ang. *core-collapsed GC*), tzn. w centrum gromady, na bardzo małej przestrzeni zawarta jest duża liczba gwiazd, które tam się znalazły w wyniku procesów dynamicznych.

NGC 6397 obraca się bardzo powoli - jest to na tyle powolny ruch, że można w trakcie obserwacji pominąć związane z nim efekty, co ułatwia analizę danych. Podobnie można zignorować ruchy gromady w kierunku radialnym. Za pomocą symulacji N -ciałowych przeprowadzonych na izolowanych, ultrakompaktowych galaktykach karłowatych o czasie relaksacji dłuższej od wieku wszechświata wykazano, że nawet jedną czwartą masy NGC 6397 mogła stanowić ciemna materia.



Rysunek: Wygładzony gaussowski diagram przedstawiający rozkład liczbowy gwiazd. Na czerwono - centrum gromady określony przez Gaię, na zielono - centrum wyznaczone w [2].

1 Wstęp

2 Modelowanie układu

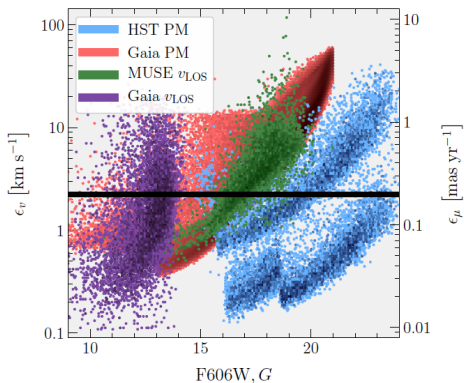
3 Obróbka danych

4 Wyniki i końcowe wnioski

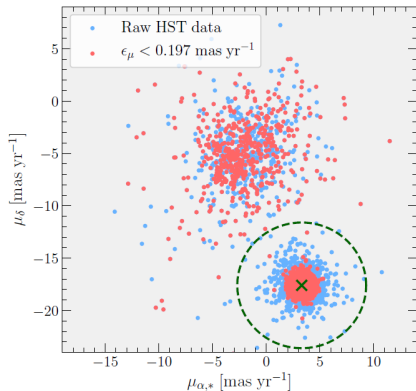
Pierwszym krokiem było odpowiednie przetransformowanie położenia gwiazd do absolutnego układu odniesienia za pomocą obrotów i translacji w celu łatwiejszej analizy danych. Tego samego dokonano z ruchami własnymi, zmierzonymi przez HST. Przed obróbką dane z HST zawierały 13 593 gwiazd.

- PM error $\epsilon_{\mu} < 0.197$ mas/yr - 9624 gwiazd,
- dyspersja prędkości > 75 km/s - 9149 gwiazd,
- filtrowanie CMD (dodatkowe ograniczenia na PM-y oraz usuwanie układów podwójnych) - 7259 gwiazd,
- układy podwójne emitujące promieniowanie X - 7209 gwiazd.

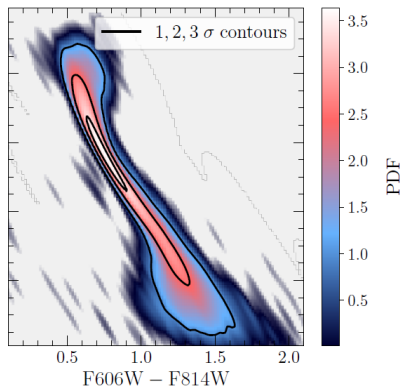
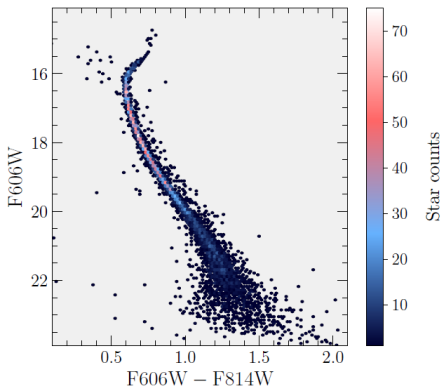
Finalnie pozostało 7209 gwiazd.



Rysunek: PM errors i LOS velocity errors dla różnych zestawów danych w zależności od jasności. Pozioma linia wyznacza wartość $\epsilon_\mu = 0.197$ mas/yr.



Rysunek: Pełny zestaw danych z HST: na niebiesko surowe dane, na czerwono - dane po pierwszym 'cięciu'. Zielony okrąg oznacza luźne ograniczenie, usuwające gwiazdy Drogi Mlecznej.

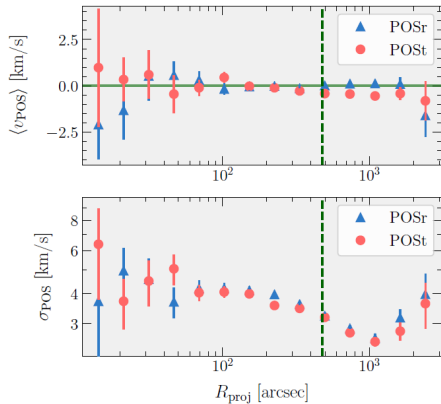


Rysunek: Color-magnitude diagrams (CMD). Po lewej diagram po ograniczeniu na PM error, po prawej kernel density estimation diagramu po lewej wraz z konturami oznaczającymi 1σ , 2σ , 3σ . Ograniczenie nałożono na 2σ .

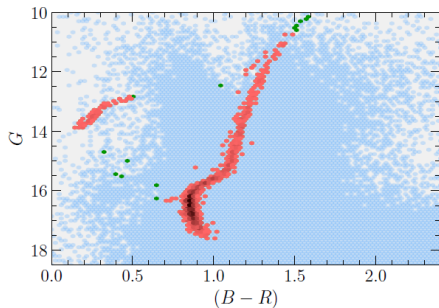
Obróbka danych z Gai była podobna do tej z HST. Przed obróbką dane z Gai zawierały ponad 40 000 gwiazd znajdujących się w stożku o kącie 1° wokół NGC 6397.

- PM error $\epsilon_\mu < 0.197$ mas/yr zawierający dwie dodatkowe flagi astrometryczne i fotometryczne, poprawiające dokładność,
- zasięg działania MAMPOSSt-PM (maksymalny promień) do $8'$,
- dodatkowe ograniczenie na przynależność do gromady w oparciu o PM,
- filtrowanie CMD (tym razem 3σ zamiast 2σ),
- układy podwójne emitujące promieniowanie X - usunięte 5 gwiazd.

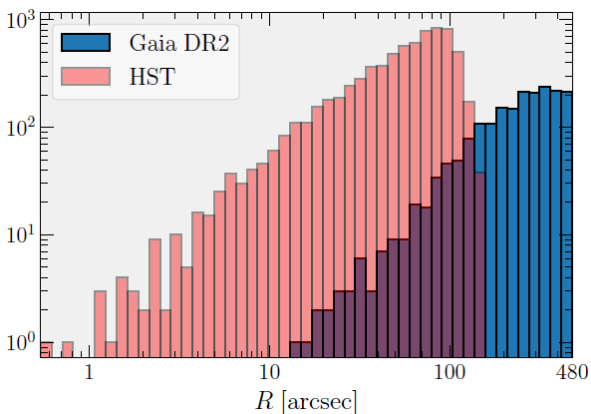
Finalnie pozostało 1905 gwiazd.



Rysunek: Profile średnich prędkości POS i ich standardowych odchyień w zależności od odległości. Pionowa prosta wyznacza granicę 8'.



Rysunek: CMD po kolejnych filtrach. Na niebiesko dane odfiltrowane przez trzy pierwsze cięcia. Na zielono - dane, które przeszły przez te cięcia, ale odstają na CMD. Na czerwono - dane, które przeszły przez wszystkie cięcia.



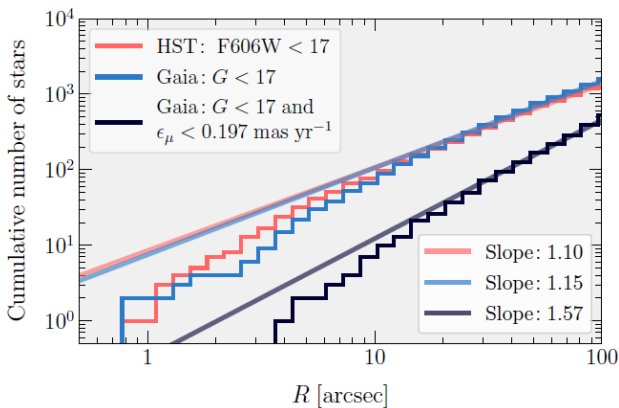
Rysunek: Liczebności gwiazd w zależności od odległości od centrum. Dane wzięte z oczyszczonych zbiorów HST i Gai. Widać, że Gaia nie sprawdzi się w badaniu centrum gromady - brak danych dla odległości $\leq 10''$ podczas, gdy HST zawiera ponad 200 obiektów.

Dane z MUSE również przepuszczono przez kilka filtrów. Przed obróbką dane z MUSE zawierały 7130 gwiazd.

- gwiazdy, których prawdopodobieństwo przynależności do gromady było ≥ 0.9 , bazując na pozycji w przestrzeni prędkości-metaliczności - 6595 gwiazd,
- LOS velocity error ≤ 2.232 km/s + gwiazdy niepasujące symetrycznie do gwiazd z HST - 532 gwiazdy,
- układy podwójne emitujące promieniowanie X - 528 gwiazd.

Finalnie pozostało 528 gwiazd.

Połączono dane ze wszystkich teleskopów, następnie wyrównano zakresy jasności gwiazd, usunięto duplikaty i dodano prędkości LOS zmierzone przez MUSE. W efekcie otrzymano komplet 8255 gwiazd, z których 7209 ma wyznaczone PM poprzez HST (w tym 583 dodatkowo zawiera prędkości LOS z MUSE), a 1046 poprzez Gaię.



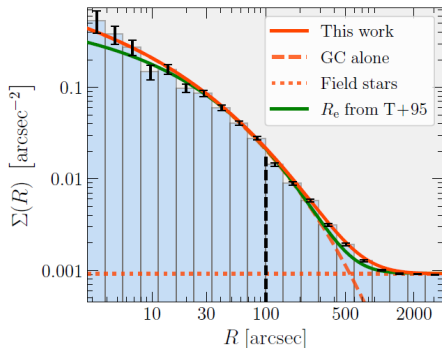
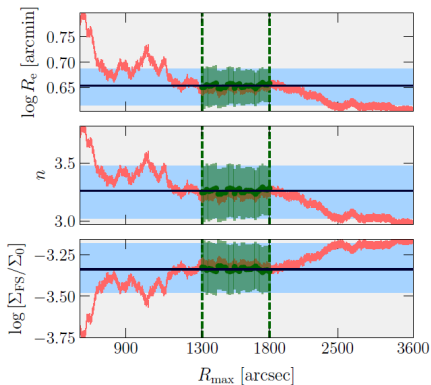
Rysunek: Liczebności gwiazd w zależności od odległości od centrum. Widzimy, że dystrybucje dla HST i dla Gai są zbliżone jedynie wtedy, gdy porówna się liczbę gwiazd spełniających warunek $G < 17$. Jeżeli nałożymy warunek na błędy PM (pierwszy cut), to brakuje nam danych Gai z centrum gromady.

Z racji, że brakuje dokładnych danych, autorzy postanowili dopasować model gęstości powierzchniowej odpowiedni dla NGC 6397. Ostatecznie przyjęto model Sérsica, wyrażony wzorem:

$$I(R) = I_0 \exp \left\{ - b_n \left[\left(\frac{R}{R_e} \right)^{1/n} - 1 \right] \right\}, \quad (11)$$

gdzie $I(R)$, I_0 to intensywności światła gromady odpowiednio w $r = R$ i $r = 0$, b_n jest wielkością zależną od n , R_e to efektywny promień gromady. Ważnym parametrem jest tutaj n , gdyż definiuje on kształt krzywej $I(R)$.

Następnie zsyto dane z Gai oraz HST i przeprowadzono na nich MLE (*maximum likelihood estimation*), aby móc dopasować odpowiedni fit i wyznaczyć jego wartości R_e i n . Wynoszą one $R_e = 4.51' \pm 0.36'$ oraz $n = 3.26 \pm 0.23$.



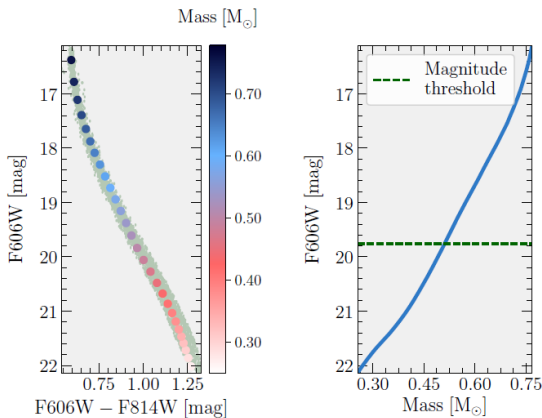
Po lewej: dofitowane wartości do modelu Sérsica wraz ze stałą gęstością powierzchniową gwiazd tła. Po prawej: dopasowanie modeli do danych empirycznych. Model Sérsic (wraz z tłem) oznaczony jest ciągłą pomarańczową linią.

Różne populacje

W jednej gromadzie mogą znajdować się grupy gwiazd o różnych profilach gęstości powierzchniowych, chemicznych czy dynamicznych. MAMPOSSt-PM jest w stanie operować na wielu takich grupach.

W przypadku NGC 6397 użyteczne jest jedynie dzielenie gromady na populacje o różnych profilach masowych - różne profile chemiczne są trudne do zbadania, gdyż polegamy wyłącznie na ograniczonych danych z HST. Ponadto w ogólności różne składy chemiczne nie mają znaczącego wpływu na dynamikę układu.

Za pomocą oprogramowania PARSEC wygenerowano sztuczne CMD, które następnie porównano z obserwacyjnymi. Od razu widać, że jasność gwiazdy rośnie wraz z jej masą.



Rysunek: Po lewej: przefiltrowane dane z HST, na które nałożono izochronę wygenerowaną w PARSEC-u, ukazujące zależność między masą gwiazdy, a jej pozycją w ciągu głównym. Po prawej: relacja jasność-masa wygenerowana w PARSEC-u. Pozioma linia wyznacza granicę między obiema populacjami gwiazd.

Niestety, w przypadku dwóch populacji model gęstości powierzchniowej jest trudniejszy do uzyskania niż w przypadku jednej populacji, trzeba zatem polegać na ich kinematyce. Spowodowane jest to małą ilością danych o słabszych gwiazdach i niekompletnością danych między HST i Gaią.

- 1 Wstęp
- 2 Modelowanie układu
- 3 Obróbka danych
- 4 Wyniki i końcowe wnioski**

Autorzy pracy przeprowadzili łącznie 26 runów, sprawdzając różne modele: (an-)izotropowe, z określoną liczbą wolnych parametrów, modelem gęstości powierzchniowej centrum gromady, itd. Z analizy wynika, że najlepiej dopasowanym modelem jest model 14, zawierający w centrum NGC 6397 podgromadę nieokreślonych obiektów (ang. *(sub-)cluster of unresolved objects*, CUO). Z modeli zawierających pojedynczy obiekt typu IMBH najprawdopodobniejsze są modele, w których obiekt ten ma masę ok. $500 - 600 M_{\odot}$, choć ustępują one modelom zawierającym CUO.

Table 3. Main results and priors for MAMPOSST-PM runs, using the merged sample from the cleaned HST, *Gaia* and MUSE datasets.

Model	r_β	$\beta(r)$	Σ	N_{free}	R^{-1}	β_0	β_{out}	r_{scale}	n	M_{BH}	M_{CUO}	M_{GC}	$-\Delta \ln \mathcal{L}_{\text{max}}$	ΔAICc	ΔBIC
(1)	[pc] (2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	[arcmin] (9)	(10)	[M_\odot] (11)	[$10^3 M_\odot$] (12)	[$10^3 M_\odot$] (13)	(14)	(15)	(16)
1	–	iso	S	8	0.003	0	0	$4.38^{+0.41}_{-0.48}$	$3.29^{+0.21}_{-0.06}$	658^{+70}_{-338}	–	$9.75^{+0.66}_{-0.70}$	18.82	29.62	8.90
2	$1.06^{+52.66}_{-0.99}$	gOM	S	11	0.070	$0.06^{+0.04}_{-0.13}$	$-0.05^{+0.66}_{-0.50}$	$4.15^{+0.68}_{-0.26}$	$3.28^{+0.16}_{-0.06}$	506^{+229}_{-200}	–	$9.50^{+0.98}_{-0.43}$	18.25	34.49	34.81
3	TAND	gOM	S	10	0.007	$0.05^{+0.03}_{-0.06}$	$-0.17^{+0.17}_{-0.08}$	$4.24^{+0.41}_{-0.41}$	$3.20^{+0.41}_{-0.06}$	453^{+221}_{-207}	–	$9.76^{+0.68}_{-0.72}$	18.45	32.89	26.20
4	TAND	gOM	S	9	0.005	0	$-0.08^{+0.10}_{-0.12}$	$4.21^{+0.58}_{-0.34}$	$3.27^{+0.22}_{-0.04}$	530^{+190}_{-224}	–	$9.61^{+0.85}_{-0.56}$	18.50	30.98	17.28
5	TAND	gOM	S	9	0.003	$-0.01^{+0.06}_{-0.02}$	0	$4.24^{+0.56}_{-0.34}$	$3.30^{+0.19}_{-0.08}$	576^{+143}_{-274}	–	$9.57^{+0.86}_{-0.52}$	18.85	31.68	17.98
6	–	iso	S	11	0.017	0	0	$3.27^{+0.39}_{-0.42}$	$3.31^{+0.08}_{-0.09}$	511^{+158}_{-207}	–	$5.45^{+0.74}_{-0.95}$	7.09	12.17	12.49
7	–	iso	S	–	–	0	0	$8.35^{+0.94}_{-2.07}$	$3.23^{+0.09}_{-0.07}$	–	–	$5.61^{+0.34}_{-0.87}$	–	–	–
8	–	iso	S	7	0.002	0	0	$4.02^{+0.36}_{-0.34}$	$3.79^{+0.11}_{-0.24}$	–	–	$9.18^{+0.58}_{-0.44}$	25.98	41.93	14.20
9	–	iso	S	10	0.009	0	0	$2.46^{+0.34}_{-0.14}$	$3.33^{+0.19}_{-0.06}$	–	–	$4.32^{+0.83}_{-0.41}$	13.68	23.35	16.66
10	–	iso	S	–	–	0	0	$6.46^{+1.61}_{-0.77}$	$3.28^{+0.07}_{-0.06}$	–	–	$5.39^{+0.51}_{-0.64}$	–	–	–
9	–	iso	S	10	0.007	0	0	$5.58^{+0.08}_{-0.79}$	$3.27^{+0.05}_{-0.09}$	42^{+92}_{-26}	–	$10.94^{+0.25}_{-0.93}$	10.09	16.17	9.48
10	–	iso	P	–	–	0	0	$0.13^{+0.03}_{-0.05}$	–	–	$2.08^{+0.08}_{-0.90}$	–	–	–	–
10	–	iso	S	9	0.002	0	0	$5.31^{+0.36}_{-0.52}$	$3.27^{+0.05}_{-0.09}$	–	–	$10.68^{+0.52}_{-0.68}$	9.86	13.70	0.00
11	–	iso	P	–	–	0	0	$0.12^{+0.02}_{-0.04}$	–	–	$2.01^{+0.16}_{-0.76}$	–	–	–	–
11	–	iso	S	9	0.004	0	0	$5.28^{+0.38}_{-0.55}$	$3.25^{+0.08}_{-0.06}$	–	–	$10.41^{+0.56}_{-0.64}$	11.14	16.26	2.56
12	–	iso	H	–	–	0	0	$0.08^{+0.38}_{-0.04}$	–	–	$3.09^{+0.26}_{-1.57}$	–	–	–	–
12	–	iso	S	10	0.012	0	0	$5.30^{+0.36}_{-0.51}$	$3.24^{+0.08}_{-0.06}$	–	–	$10.62^{+0.54}_{-0.66}$	9.69	15.37	8.68
13	–	iso	S	–	–	0	0	$0.16^{+0.05}_{-0.06}$	$0.92^{+1.68}_{-0.11}$	–	$1.92^{+0.35}_{-0.69}$	–	–	–	–
13	TAND	gOM	S	11	0.031	$-0.02^{+0.06}_{-0.04}$	$-0.03^{+0.11}_{-0.14}$	$5.31^{+0.36}_{-0.52}$	$3.27^{+0.05}_{-0.08}$	–	–	$10.69^{+0.53}_{-0.67}$	9.92	17.83	18.15
14	–	gOM	P	–	–	0	0	$0.12^{+0.03}_{-0.04}$	–	–	$1.91^{+0.30}_{-0.67}$	–	–	–	–
14	–	iso	S	12	0.014	0	0	$4.42^{+0.16}_{-0.85}$	$3.27^{+0.09}_{-0.07}$	–	–	$6.69^{+0.08}_{-1.43}$	0.00	0.00	7.33
15	–	iso	S	–	–	0	0	$9.38^{+1.02}_{-2.07}$	$3.25^{+0.05}_{-0.11}$	–	–	$4.96^{+1.12}_{-0.10}$	–	–	–
15	–	iso	P	–	–	0	0	$0.11^{+0.02}_{-0.04}$	–	–	$1.72^{+0.28}_{-0.67}$	–	–	–	–
15	TAND	gOM	S	16	0.009	$0.03^{+0.06}_{-0.05}$	$0.00^{+0.08}_{-0.15}$	$3.99^{+0.37}_{-0.56}$	$3.27^{+0.10}_{-0.07}$	–	–	$6.16^{+0.63}_{-0.89}$	-0.56	6.91	42.29
15	TAND	gOM	S	–	–	$-0.11^{+0.10}_{-0.08}$	$0.13^{+0.15}_{-0.68}$	$9.85^{+1.00}_{-2.47}$	$3.24^{+0.07}_{-0.10}$	–	–	$5.42^{+0.66}_{-0.55}$	–	–	–
15	–	iso	P	–	–	0	0	$0.11^{+0.03}_{-0.04}$	–	–	$1.84^{+0.19}_{-0.90}$	–	–	–	–

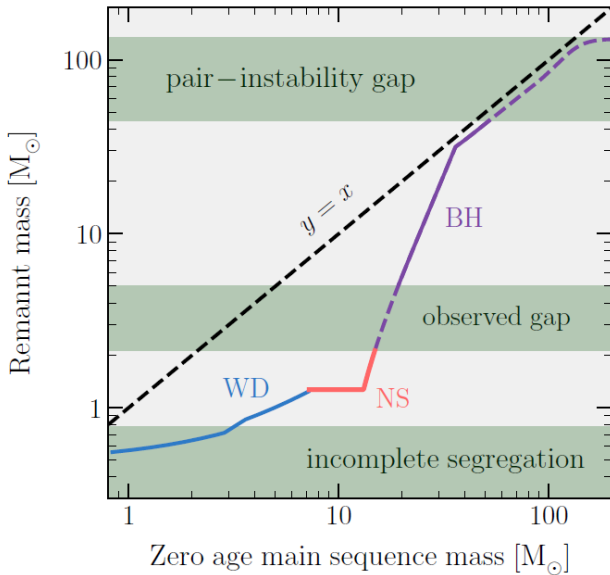
Notes. Columns are (1): run number; (2): anisotropy radius (where TAND is tied anisotropy number density, $r_\beta = r_{\text{scale}}$); (3): velocity anisotropy model (“iso” for isotropic); (4): surface density model (“S” for Sérsic, “P” for Plummer, “H” for Hernquist); (5): number of free parameters; (6): MCMC convergence criterion ($R^{-1} \leq 0.02$ is considered as properly converged, worse convergence runs are shown in bold red); (7): anisotropy value at $r = 0$; (8): anisotropy value at $r_{\text{out}} = 8'$; (9): scale radius (effective – half projected number – radius R_g for Sérsic, otherwise radius of 3D density slope -2 , with $r_{-2} = 1.63 R_g$ for Plummer and $r_{-2} = 0.28 R_g$ for Hernquist); (10): Sérsic index; (11): black hole mass; (12): mass of inner subcluster of unresolved objects (CUO); (13): mass of the stellar population considered; (14): difference in minus natural logarithm of the maximum likelihood relative to model 14; (15): difference in AIC (Eq. (25)) relative to best value; (16): difference in BIC (Eq. (26)) relative to best value. Blue bold zeros for $-\Delta \ln \mathcal{L}_{\text{max}}$, ΔAICc and ΔBIC represent the reference values among all runs, for each column, respectively. Values in bold gray were fixed parameters. The values of Cols. (9)–(13) are at maximum likelihood (black) or medians (orange and italics, when the MLE is outside the 16–84 percentiles). The uncertainties are from the 16th and 84th percentiles of the marginal distributions. The number of stars in each subset is 8255, the maximum allowed PM error (Eq. (12)) for those runs is $0.197 \text{ mas yr}^{-1}$, the distance was considered as 2.39 kpc, and the GC center was that of Goldsbury et al. (2010). For models considering two main-sequence populations, the parameters of the brighter (fainter) population is displayed first (next).

Table 4. Masses and CUO scale radius obtained using different datasets.

Dataset	N_{data}	M_{GC} [$10^4 M_{\odot}$]	M_{IMBH} [M_{\odot}]	M_{CUO} [$10^3 M_{\odot}$]	r_{CUO} [arcmin]
MUSE	528	$8.81^{+1.66}_{-1.15}$	22^{+398}_{-2}	–	–
MUSE	528	$8.77^{+1.69}_{-1.16}$	–	$2.73^{+3.29}_{-2.70}$	$0.32^{+98.86}_{-0.30}$
HST	7209	$8.80^{+0.74}_{-0.40}$	472^{+172}_{-238}	–	–
HST	7209	$10.20^{+0.89}_{-1.09}$	–	$1.87^{+0.25}_{-0.79}$	$0.11^{+0.03}_{-0.04}$
<i>Gaia</i>	1905	$10.79^{+0.08}_{-1.32}$	165^{+912}_{-141}	–	–
<i>Gaia</i>	1905	$10.11^{+0.74}_{-0.76}$	–	$0.35^{+5.25}_{-0.32}$	$15.02^{+76.26}_{-13.01}$
All 3 (mod. 1)	8255	$9.75^{+0.66}_{-0.70}$	658^{+70}_{-338}	–	–
All 3 (mod. 10)	8255	$10.68^{+0.52}_{-0.68}$	–	$2.01^{+0.16}_{-0.76}$	$0.12^{+0.02}_{-0.04}$

Notes. The models are all isotropic single-component. The last two refer to our models 1 and 10, respectively.

W przypadku CUO jądro gromady ma bardzo mały promień, co by wskazywało na obecność dość masywnych obiektów, tj. białe karły, gwiazdy neutronowe, gwiazdne czarne dziury lub też gwiazdy podwójne. Jednakże, gwiazdy podwójne z pewnością nie są najliczniejszą grupą obiektów w CUO - mają zbyt małe masy. Głębsza analiza wykazała, że ok. połowę masy CUO stanowią czarne dziury, jeżeli ich masy nie przekraczają ok. $40M_{\odot}$. Resztę masy stanowią gwiazdy neutronowe i białe karły, przy czym niezależnie od tego, jaką część masy CUO stanowią czarne dziury, masa białych karłów jest około 4 razy większa od masy gwiazd neutronowych. Ostatnim ważnym spostrzeżeniem jest izotropowość prędkości w NGC 6397 - można na jej podstawie wywnioskować, że w takim CUO obiekty poruszają się analogicznie do cząsteczek wykonujących ruchy Browna.



Ale czy na pewno?

No Black Holes in NGC 6397

Nicholas Z. Rui ¹, Newlin C. Weatherford ², Kyle Kremer ^{1,3,*}, Sourav Chatterjee ⁴, Giacomo Fragione ²,
Frederic A. Rasio ², Carl L. Rodriguez ⁵ and Claire S. Ye ²

¹*TAPIR, California Institute of Technology, Pasadena, CA 91125, USA*

²*Department of Physics & Astronomy and Center for Interdisciplinary Exploration & Research in Astrophysics (CIERA), Northwestern University, Evanston, IL 60208, USA*

³*The Observatories of the Carnegie Institution for Science, Pasadena, CA 91101, USA*

⁴*Tata Institute of Fundamental Research, Homi Bhabha Road, Mumbai 400005, India*





⁵*McWilliams Center for Cosmology, Department of Physics, Carnegie Mellon University, Pittsburgh, PA 15213, USA*

ABSTRACT

Recently, Vitral & Mamon (2021) detected a central concentration of dark objects in the core-collapsed globular cluster NGC 6397, which could be interpreted as a subcluster of stellar-mass black holes. However, it is well established theoretically that any significant number of black holes in the cluster would provide strong dynamical heating and is fundamentally inconsistent with this cluster's core-collapsed profile. Claims of intermediate-mass black holes in core-collapsed clusters should similarly be treated with suspicion, for reasons that have been understood theoretically for many decades. Instead, the central dark population in NGC 6397 is exactly accounted for by a compact subsystem of white dwarfs, as we demonstrate here by inspection of a previously published model that provides a good fit to this cluster. These central subclusters of heavy white dwarfs are in fact a generic feature of core-collapsed clusters, while central black hole subclusters are present in all *non*-collapsed clusters.

Dziękuję za uwagę.

Źródła

-  Vitral E., Mamon G. A., *Does NGC 6397 contain an intermediate-mass black hole or a more diffuse inner subcluster?* *A&A* **646**, A63 (2021)
-  Goldsbury R., Richer H. B., Anderson J., Dotter A., Sarajedini A., Woodley K., *The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. X. New Determinations of Centers for 65 Clusters*, *The Astronomical Journal*, **140**, no. 6, pp. 1830–1837, (2010).
-  Watkins L. L., van der Marel R. P., Bellini A., Anderson J., *ApJ*, **812**, 149 (2015b)
-  Rui N. Z., et al. *No Black Holes in NGC 6397*, *Research Notes of the AAS* 5.3 (2021): 47.