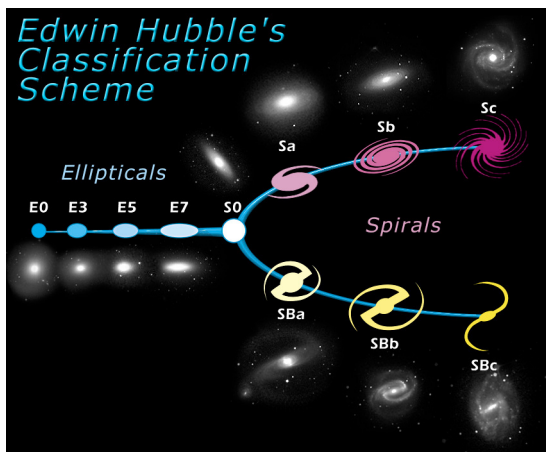


Seriál: Kdysi dávno v jedné galaxii...

V minulém díle jsme zlehka natukli fakt, že všechny objekty, co nad našimi hlavami vidíme pouhým okem, jsou až na tři výjimky v naší Galaxii. Zmíněné výjimky jsou malé satelitní galaxie Velké a Malé Magellanovo mračno a spirální galaxie v Andromedě, M31. Díky práci Edwina Hubblea dneska už jistojistě víme, že se jedná vzdálené hvězdné ostrovy¹.

Vidličkový diagram

Podíváme-li se na nějaký pěkný přehled galaxií², zjistíme, že galaxie rozhodně nejsou jedna jako druhá. Toho si při pozorování všiml i Hubble a rozřadil galaxie do dvou kategorií – eliptické „rané“ galaxie a „pozdní“ spirální galaxie. Předpokládal, že struktura galaxií je evoluční efekt a vytvořil tzv. *vidličkový diagram*. Samostatnou kategorií mimo vidličkový diagram tvoří nepravidelné galaxie (označené I, jako *irregular*, pěkným příkladem nepravidelné galaxie je Malé Magellanovo mračno).



Obr. 1: Vidličkový diagram podle E. Hubblea. Eliptické „rané“ galaxie jsou označeny písmenem E, spirální „pozdní“ galaxie jsou označeny písmenem S. Druhé (a případně jakékoliv další) písmeno značí jemnější rozlišení tvaru. Obrázek ve vlastnictví Space Telescope Science Institute.

S postupem času se zjistilo, že není nutně pravda, že spirální galaxie jsou pozdní a eliptické rané. Galaktická morfologie závisí na mnoha parametrech, nicméně teorie v tomto směru rozhodně není jednotná. Je zřejmé, že velkou roli budou v tomto případě hrát galaktické srážky

¹Ačkoliv ještě v první polovině dvacátého století byla podstata galaxií neznámá. Ve starší literatuře je často najdete označené jako spirální nebo eliptické mlhoviny.

²Třeba na stránkách Hubble Heritage Team – http://heritage.stsci.edu/gallery/gallery_category.html

a kanibalismus (pohlcování menších galaxií a slapové trhání sousedních galaxií). Do detailního vysvětlování tvorby nebo zániku spirálních ramen se tedy radši nebudeme pouštět. Popis omezíme na čistou fenomenologii (i ta je víc než složitá).

Jak popsat galaxii

Podíváme-li se na různé galaxie, zjistíme, že se v jejich morfologii opakují některé znaky. Spirální ramena, středové zjasnění nebo podivné kruhy a příčky. Eliptické galaxie typicky nevykazují příliš morfologických struktur. Jediné, co lze popsat je jejich elipticita

$$\varepsilon = 1 - \beta/\alpha,$$

kde α , resp. β je velká, resp. malá poloosa elipsy promítnuté na nebeskou sféru. Hubbleova klasifikace se vyjadřuje jako 10ε , přičemž galaxie, kde by $\varepsilon > 0.7$ nebyly pozorovány, proto klasifikace končí u E7.

U spirálních galaxií najdeme strukturu mnohem zajímavější. Středové zjasnění se nazývá *galaktická výdut* (bulge), obklopuje ji *disk*. Pro morfologické třídy je důležitý poměr luminosit výdutě a disku ($L_{\text{bulge}}/L_{\text{disc}}$). Pokud je tento poměr přibližně 0,3, pozorujeme těsně namotanou spirálu a galaxii nazveme Sa. Pro poměr přibližně 0,05 pozorujeme volnější ramena, třída se nazývá Sc. Když se trefoíme „někam mezi“, nazveme třídu galaxií Sb. Krom disku a výdutě můžeme pozorovat i *příčku* (v současné době věříme, že naše galaxie má příčku). Pokud ji pozorujeme, přidáme do názvu galaxie B. (Galaxie bez příčky se často značí A a pokud existuje jen náznak příčky, jedná se o AB.)

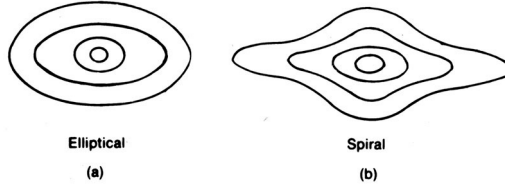
V klasifikaci můžeme jít ještě dál. Můžeme popsat, zda se v galaxii nachází kruh (ring, značeno r), jaká spektrální třída hvězd je v nich dominantní (A, F, G, K podle odpovídajících spektrálních tříd hvězd, O a B nikdy nejsou převažující, stejně tak M). Dále lze popsat úhel natočení číslem 1 (přímý pohled, *face on*) až 7 (pohled z boku, *edge on*). Galaxii v Andromedě tak klasifikujeme jako kS5 (převažují hvězdy spektrální třídy K, jedná se o spirálu a má poměrně vysokou inklinaci).

Výjimku z klasifikace tvoří galaxie S0, tzv. *čočkové galaxie* (lenticular), které jsou z morfologického hlediska stále velkou záhadou. Krom zmíněných morfologických znaků můžeme pozorovat ještě hvězdné halo, ve kterém se nachází kulové hvězdokupy, a poslední, neviditelnou složku, sférické halo temné hmoty.

Krom popisu morfologického se můžeme pokusit i o popis analytický. Proč jenom pokusit? Galaxie jsou obecně velmi komplexní systémy, které je analyticky prakticky nemožné popsat. V podstatě veškeré informace, které o galaxiích máme jsou výsledkem pozorování a numerických simulací. Jednou z mála popsatelných veličin je distribuce plošného jasu. Abychom ji mohli popsat, musíme si zadefinovat pár pojmů. Jedním z nich je *isofota* (isophote), oblast s konstantním počtem vyzařovaných fotonů.

Isofoty potřebujeme pro nadefinování poloměru galaxie, neboť pokud nemáme ostrý okraj (což galaxie ostatně nemá), je poměrně těžké ho určit. Poloměr, který budeme potřebovat se jmenuje efektivní poloměr r_e , což je projektovaný poloměr, ve kterém je obsáhnuta plocha, která emituje polovinu celkového vyzařování galaxie. Pro výdutě spirálních galaxií a eliptické galaxie jde povrchová jasnost napsat ve formě tzv. *de Vacoulerova profilu*,

$$\mu(r) = \mu_e + 8,3268 \left(\left(\frac{r}{r_e} \right)^{1/4} - 1 \right),$$



Obr. 2: Isofoty eliptické a spirální galaxie orientované *edge on*. Převzato z Introduction to Cosmology, J.V. Narlikar, Cambridge University Press.

kde μ značí povrchový jas. Obecnější je tzv. *Sérsicův profil*

$$\mu(r) = \mu_e + 8,3268 \left(\left(\frac{r}{r_e} \right)^{1/n} - 1 \right),$$

kde jsou tři volné parametry n , μ_e a r_e . Záměnou těchto parametrů se můžeme pokusit popsat i složitější struktury (všimněme si, že de Vacoulerův profil je v podstatě jen konkrétní případ Sérsicova profilu).

Co k různým jasnostem v galaxii přispívá? Nic jiného než rozložení hvězd. Hustota hvězd v halu je menší než v disku a proto se nám disk bude zdát jasnější. Tento fakt umíme popsat veličinami *integrální* a *diferenciální počet hvězd*. Buď $n_M(M, S, \Omega, r)$ (jednotka $\text{pc}^{-3} \text{mag}^{-1}$) hustota hvězd s absolutní hvězdnou velikostí v intervalu $\langle M, M + dM \rangle$ s atributem S (kupříkladu daná luminositní třída), které leží v prostorovém úhlu Ω ve vzdálenosti r . Počet hvězd vyhovujících našim parametrům spočítáme jako

$$n(S, r, \Omega) = \int_{-\infty}^{\infty} n_M(M, S, \Omega, r) dM.$$

Změníme-li integrační meze a omezíme-li integrovaný interval na $\langle 0, d \rangle$, dostaneme počet hvězd, které se nachází mezi námi a daným objektem. Použijeme-li $dV = \Omega r^2 dr$, tedy

$$N_M(M, S, \Omega, d) = \left(\int_0^d n_M(M, S, \Omega, r) \Omega r^2 dr \right) dM,$$

získáme vzorec pro *integrální počet hvězd*. Diferenciací toho vztahu získáme zpět $n_M(M, S, \Omega, r)$,

$$n(S, r, \Omega) dM = \frac{1}{\Omega r^2} \frac{dN_M dM}{dr}.$$

V tuto chvíli si musíme uvědomit, že hvězdy se stejnou absolutní hvězdnou velikostí se nám budou jevit různě jasné, budou-li v různých vzdálenostech. Limitní vzdálenost d můžeme nahradit zdánlivou hvězdnou velikostí m a vyjádříme počet hvězd $\bar{N}_M(M, S, \Omega, m) dM$. Pokud vzroste limitní hvězdná velikost jen lehce, limitní vzdálenost vzroste podle ní a do prostorového úhlu se vleze více hvězd, konkrétně

$$\left(\frac{\bar{N}_M(M, S, \Omega, m)}{dm} dm \right) dM.$$

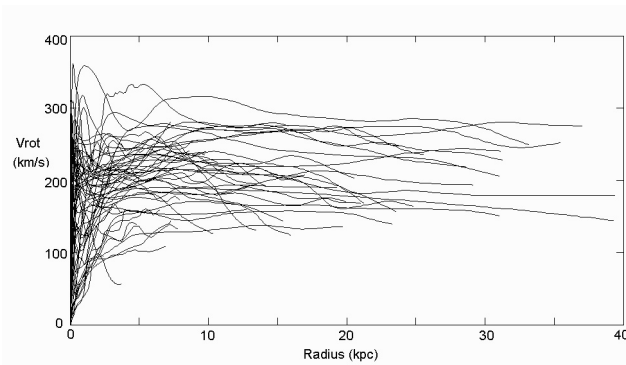
Pomocí toho si nadefinujeme *diferenciální počet hvězd*

$$A_M(M, S, \Omega, m) dM dm \stackrel{\text{def}}{=} \frac{\bar{N}_M(M, S, \Omega, m)}{dm} dM dm,$$

kde se hvězdy nachází nejen v intervalu absolutních hvězdných velikostí, ale i v intervalu zdánlivých velikostí. Tyto vztahy jsou samozřejmě hodně idealizované, neboť neberou v úvahu přítomnost prachu a plynu mezi pozorovanou galaxií a pozorovatelem.

Rotační křivky

Výše zmíněné vztahy umí galaxii popsat tak, jak ji vidíme, ale jsou nedostatečné, mají-li popsat základní kinematiku galaxie. Jako všechno ve vesmíru, i galaxie rotují³. K tomu, abychom zjistili, jak rotují, se používají rotační křivky. Pozorováním bylo zjištěno, že rotační křivky jsou si nápadně podobné a nezáleží, zda pozorujeme spirální, eliptickou nebo čočkovou galaxii.



Obr. 3: Rotační křivky galaxií. Na y -ové ose je rotační rychlost, na x -ové ose vzdálenost od středu galaxie.

Pokud se jednotlivé křivky začnou porovnávat s typem galaxií nebo jejich jasností, objeví se korelace. Se vzrůstající luminositou v B filtru roste rotační rychlost strměji a dosahuje vyšší maximální rychlosti V_{\max} . Máme-li stejnou luminositu v B filtru, rané spirální galaxie budou mít vyšší V_{\max} než pozdní typ. Hodnota V_{\max} může být různá, ale tvar křivky vždy zůstává. Toto se stalo jedním z důkazů existence *temné hmoty*. Jak je výše zmíněno, existuje korelace mezi V_{\max} a L platící pro spirální galaxie. Rotaci galaxie lze změřit pomocí mapování neutrálního vodíku obsaženého ve spirálních ramenech galaxie. Část galaxie, která se přibližuje k nám bude posunuta do modré části spektra a vzdalující se do červené. Takový případ je ideální pro použití vztahu pro Dopplerův efekt, kde $\Delta\lambda$ je rozdíl vlnových délek, kde se detekoval maximální tok zčervenálých a zmodralých fotonů z pozorované galaxie.

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_{\text{kld}}} \approx \frac{v_r}{c} = \frac{V \sin i}{c},$$

³Naše Slunce oběhlo střed galaxie cca 21krát. Jeden oběh se nazývá galaktický rok a trvá přibližně 220 miliónů let.

kde v_r je radiální rychlost, i je inklináční úhel mezi pozorovatelem a směrem kolmým na galaktickou rovinu a V je rotační rychlost. Korelace mezi rotační rychlostí a absolutní hvězdnou velikostí (nebo luminositou) se nazývá *Tullyho-Fisherova relace*. Jedná se o empirický závěr, pro jednotlivé Hubbleovy typy galaxií se závislost liší.

$$M_B = -9,95 \log_{10} V_{\max} + 3,15 \quad \text{typ Sa,}$$

$$M_B = -10,2 \log_{10} V_{\max} + 2,71 \quad \text{typ Sb,}$$

$$M_B = -11,0 \log_{10} V_{\max} + 3,31 \quad \text{typ Sc.}$$

Jak již bylo výše zmíněno chceme něco zjistit o kinematice. Pro takový případ je pěkně odhadnout hmotnost objektu, který se hýbe a zkusit zjistit, zdali umíme alespoň přibližně dojít k empirickým vztahům. Můžeme si jednoduše napsat Newtonův gravitační zákon a dostředivou sílu, které dáme do rovnosti (hvězdy se drží na více či méně stabilních trajektoriích). Hmotnost hvězdy je m , vzdálenost od středu galaxie r a hmotnost galaxie obsažené v poloměru r je M_r .

$$\frac{mV^2}{r} = \frac{GM_r m}{r^2} \quad \Rightarrow \quad M_r = \frac{V^2 r}{G},$$

kde za V můžeme dosadit i V_{\max} . Pro zjednodušení zavedeme konstantu $C_{ML} \stackrel{\text{def}}{=} L_r/M_r$ a můžeme vyjádřit luminositu

$$L = C_{ML} \frac{V^2 r}{G}.$$

Pokud uvažujeme, že všechny spirály mají stejnou povrchovou jasnost v centru galaxie, můžeme zavést další konstantu $C_{SB} \stackrel{\text{def}}{=} L/r^2$, díky které se ve vztahu pro hmotnost zbavíme poloměru. Luminositu následně přepíšeme,

$$L = \frac{C_{ML}^2}{C_{SB}} \frac{V_{\max}^4}{G^2} = CV_{\max}^4,$$

kde jsme všechny konstanty schovali do C . Máme-li luminositu, můžeme si odvodit i absolutní hvězdnou velikost. Vzpomeneme si na Pogsonovu rovnici a píšeme

$$M = M_{\text{Sun}} - 2,5 \log_{10} \frac{L}{L_{\text{Sun}}},$$

$$M = -10 \log_{10} V_{\max} + \text{konst.}$$

Uvedený vztah je porovnatelný s empiricky naměřenými relacemi. Deviace vznikají v důsledku příliš ideálních předpokladů ($V = \text{konst}$ a konstantní povrchová jasnost v centru galaxie).

Nahlédnutí do temna

Výše jsme zmínili, že ploché rotační křivky jsou jedním z důkazů o existenci temné hmoty. To můžeme zkusit podpořit jednoduchým výpočtem. Vyjdeme z výsledku porovnání gravitační síly a dostředivé síly (označení zachováváme),

$$\frac{mV^2}{r} = \frac{GM_r m}{r^2},$$

$$M_r = \frac{V^2 r}{G}.$$

Vztah derivujeme podle r , neboť chceme aby platil i pro infinitesimální intervaly,

$$\frac{dM_r}{dr} = \frac{V^2}{G}.$$

Dále si uvědomíme, že máme sféricky symetrický systém, který by měl splňovat nějaký pěkný zákon zachování, kupříkladu hmotnosti

$$\frac{dM_r}{dr} = 4\pi r^2 \varrho.$$

Dáme-li oba vztahy do rovnosti, dojdeme k vyjádření hustoty hmoty ve vnějších částech galaxie

$$\varrho(r) = \frac{V^2}{4\pi G r^2}.$$

Proč vnější části? Když bychom uvažovali malá r , zjistíme, že hustota diverguje, což nikde nebylo pozorováno. A samotný důkaz existence temné hmoty? Ve vztahu pro hustotu vidíme závislost r^{-2} , což neodpovídá rozložení hvězd v galaxii, kde z pozorování profilů jasnosti byla určena závislost na $r^{-3,5}$. Pro vysvětlení se použil neviditelný hmotný komponent projevující se pouze gravitačně, temná hmota. Pomocí simulací byl upraven i vztah pro hustotu, aby byl brán v úvahu i střed galaxie.

Vztah

$$\varrho_{\text{CDM}}(r) = \frac{\varrho_0}{\left(\frac{r}{a}\right) \left(1 + \frac{r}{a}\right)^2}$$

je dnes znám jako *cold dark matter*, tedy chladná temná hmota. a je volitelný parametr, stejně jako ϱ_0 . Blízko středu galaxie se tento profil chová jako $1/r$, ve většině galaktického hala jako $1/r^2$ a na samé hraně galaktického hala jako $1/r^3$. Vzhledem k možnosti volby parametru se tento profil ukázal jako univerzální pro všechny galaxie, nezávisle na jejich typu.

Fyzikální korespondenční seminář je organizován studenty UK MFF. Je zastřešen Oddělením pro vnější vztahy a propagaci UK MFF a podporován Ústavem teoretické fyziky UK MFF, jeho zaměstnanci a Jednotou českých matematiků a fyziků.

Toto dílo je šířeno pod licencí Creative Commons Attribution-Share Alike 3.0 Unported. Pro zobrazení kopie této licence, navštivte <http://creativecommons.org/licenses/by-sa/3.0/>.