

A Tejútrendszer mentén

III. rész

2. Gáz

A Tejútrendszerben a csillag-anyag össztömegének néhány százalékára tehető gáz is található. A gáz több, egymástól lényegesen különböző fizikai állapotú csoportra bomlik: legnagyobb mennyiségben „egyszerű” semleges hidrogén (HI) gáztömegre, ennél hidegebb és sűrűbb molekuláris (főleg H_2) gázra, és forróbb, ritkább ionizált (HII) plazmára. Természetesen nem szabad elfelejtenünk, hogy a Tejútrendszer-beli gáztömeg az Univerzum kezdeti, és a Tejútrendszer saját fejlődéstörténetének megfelelő elemgyakoriságának kombinációja szerint valamennyi héliumot és egyéb nehéz elemeket is tartalmaz. Ezek azonban első közelítésben számunkra másodlagos jelentőségűek, a Tejútrendszer szerkezete és működése szempontjából elegendő a kb. 76%-nyi hidrogént figyelemmel kísérnünk.

A semleges hidrogén igen nehezen észlelhető, hisz a látható fényel szinte semmilyen kölcsönhatásban nem áll, ill. a rajta keresztül utazó csillagfényből nagyjából ugyanazonokon a hullámhosszokon nyel el elektromágneses sugárzást, ahol a csillagok is – ezért mindaddig jobbra észre sem vehető a jelenléte, amíg mozgása erősen el nem tér a csillagokétól. Pl. akkor érhető legkönnyebben tetten a jelenléte, ha „két vonalas” fedési, vagy spektroszkópiai kettőscsillag irányában fekszik egy sűrűbb semleges gázfelhő. Ekkor, amíg a kettős csillaga vonaljai a periódus során két határérték között változó mértékben el-eltolódnak, és az idő nagy részében eleve megkettőződve látszanak, addig a csillagközi gáz vonaljai szimplák, és mindvégig a „helyükön” maradnak. Ilyen esetekben a köztünk és a kettőscsillag közti gázoszlop átlagos sűrűsége is megbecsülhető.

A semleges hidrogéngáz átlagos sűrűsége a Tejútrendszerben $\approx 2-3 \cdot 10^{-24}$ g/cm³, ami köbcentiméterenként 1-2 hidrogén atomot jelent. Az ütközés nélküli átlagos szabad úthossz csaknem 4 milliárd km (ez kb. 26 CsE, ami kicsivel kevesebb, mint a Neptunusz Naptól mért távolsága), ami annyit jelent, hogy az átlagos, 10 K körüli hőmérsékleten (szinte vákuumnak tekinthető ritkaságú, az abszolút nulla fok közeli állapotban) 2700 év telik el két H atom ütközése között – ez elegendő idő ahhoz, hogy a hatalmas térben még az igen kis átlagsűrűség mellett is elegendő számú H atom maradjon ütközés nélkül a hiperfinom állapotok közötti spontán ugrás bekövetkezéséhez¹. Az átmenet során kibocsátott sugárzás hullámhossza 21,11 cm – avagy frekvenciája: 1420 MHz. Ennek létére H. van de Hulst (1918-2000) mutatott rá 1944-ben, és először 1951-ben észlelték rádiótávcsövekkel (H. Ewen és E. M. Purcell, a Harvard Observatóriumban). Már a rádiócsillagászat korai időszakában megkezdett égbolt-térképezések rávilágítottak: a 21 cm-es rádióvonalban megfigyelhető hidrogéngáz nagy része egymástól elkülönülő hatalmas felhőkbe tömörül, amelyek a csillagokhoz hasonlóan oszlanak el a térben: egy vékony korong síkja közelé-

¹ A semleges H atom két hiperfinom állapota: az atommagot alkotó proton és a körülötte „keringő” elektron ellentétes, (alapállapot) és megegyező spinű (gerjesztett, $5,9 \cdot 10^{-6}$ eV-tal nagyobb energiájú) állapota. Ez utóbbi várható élettartama 11 millió év, ami annyit jelent, hogy bármilyen más kölcsönhatás nélkül ennyi idő elteltével nagy valószínűséggel önként (spontán) visszaugrik az alapállapotba (ellentétesre vált az elektron spinje), miközben az energiakülönbségnek megfelelő 21,106 cm-es hullámhosszú fotont sugároz ki.

ben sűrűsödve, ugyanazt az alig párszáz fényév széles réteget kitöltve, amit a csillagok eloszlásánál is láttunk.

A semleges hidrogéntől lényegesen elütő tulajdonságú az *ionizált* hidrogén. Észlelhetősége látható fényben is lehetséges, a jól ismert „Balmer-féle” vonalak gerjesztődése (az *ionizáció nyomában járó rekombináció*) esetén ($H\alpha=656,3$ nm vörös, $H\beta=486,1$ nm kék, $H\gamma=434,1$ nm ibolya, stb.)¹. A hidrogéngáz ionizálódása elsősorban a forró, fiatal csillagok UV sugárzása és a kozmikus sugárzás mindenütt jelen lévő hatása által történhet meg. Az ionizált hidrogéngázfelhők átlagos hőmérséklete 8000 K, ami miatt „forró”-nak mondjuk őket, de egy ilyen felhőben nem „főnénk” meg, hisz ezek átlagos sűrűsége is csak köbcéntiméterenként 1 hidrogén atom, ami nem elegendő a hőérzet kialakulásához sem. Ennél lényegesen sűrűbbek lehetnek a nagyobb tömegű (ezzel együtt magas felületi hőmérsékletű, és így UV fényben gazdag sugárzású) csillagok közelében található gázfelhők, amelyeket a csillagfény ultraibolya komponense ionizál². Ezek az ún. HII zónák, és ezek sűrűsége akár ezerszerese is lehet a semleges hidrogénfelhőkének. Ezekben a H atomok (pontosabban a H atommagok) átlagos sebessége kb. tízszerese a semleges hidrogén felhőkének, ami nagyobb nyomást is jelent (ebbe még hozzájárul a jelenlévő szabad elektronoktól származó nyomás is). A HII zóna igyekszik terjeszkedni a HI semleges felhő-hányad rovására. Egy megszülető fiatal csillag fénysebességgel terjedő UV fotonjai a csillag közelében szinte azonnal ionizálják az összes gázt, majd egyre távolabb hatolva egyre távolabb térrezt ionizálnak (megjegyzendő, hogy ahol ionizáció van, ott az atomok szinte 100%-a ionizálódik is). A már ionizált gömbszerű térrezt, és a külső, még semleges HI közötti határvonalat nevezzük „ionizációs front”-nak. Ez a csillagközi tér-beli hangsebességnél sokkal gyorsabban terjed (azaz „szupersonikus”), de folyamatosan lassul. A csillag születése utáni 100 év elteltével még mindig 5000 km/s körüli (ami még összemérhető a fénysebességgel)! Sűrűbb tartományokat elérve mozgása ennél hamarabb is lelassulhat, a környező ritkább térben azonban az eredeti sebességgel folytatódik – így az ionizációs front lassan „körülfolyna” a sűrűbb, hidegebb tartományokat, kialakítva jellegzetes, látványos alakzatokat: „globulák”-at (ormányokat) és szigeteket (ld. 2. képmelléklet)³. Egy-egy csillag nyilvánvalóan csak egy véges térrezt tud ionizálni, mivel az időegység alatt kibocsátott fotonjainak a száma véges. A közelebbi térségek ionizációjakor elnyelt UV fotonok pedig értelemszerűen nem mennek tovább, de ezen felül az egységnyi keresztmetszeten

¹ Ezen felül további vonalsorozatok is jellemzik a H atomot, a lehetséges energia-átmeneteknek megfelelően, de azok kisebb valószínűséggel történnek meg, ill. minthogy nem a látható tartományba esik a vonalsorozat nagy része, ezért jelen írásunkban történetileg kisebb jelentőségű (Lyman-sorozat az UV-ben, Paschen-, Brackett-, Pfund és Humphreys-sorozatok sorban az egyre távolabbi IR-ben).

² Kiszámolható, hogy a $\lambda=91,2$ nm-es, vagy ennél rövidebb hullámhosszú elektromágneses sugárzás képvisel-e elegendő energiát a hidrogén elektronjának leszakításához, ez pedig a távoli ultraibolya. Ilyen hullámhosszakon csak a fősorozati O-B színképtípusú csillagoknak van elég intenzív sugárzása, ezért csak az ilyen csillagok közelében találhatunk HII zónákat. Jó összhangban a mérésekkel, egy O7 típusú csillag maga körül max. 200 fényévnyi sugarú térreztben képes ionizálni a hidrogént (cm^3 -ként 1 protont és 1 elektront tartalmazó gázban).

³ A becslések szerint ezekben a körülfolyna tartományokat a külső ionizált gáz nagyobb nyomása képes lehet olyan mértékben összenyomni, hogy belül a csillagkeletkezés megindulásához elegendő kritikus sűrűség is előállhat. Azaz az elképzelések szerint e módon is gerjeszteni tudják a fiatal csillagok a közelükben újabb csillagok keletkezését.

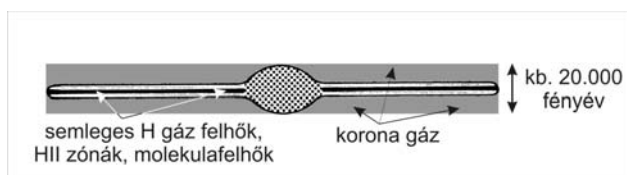
átáramló megmaradt fotonok száma már önmagában is csökkenne a távolság négyzetével fordított arányban, rontva az ionizáció hatékonyságát.

A forró, ionizált gáz speciális fajtája a „korona gáz”. Ennek jellemző hőmérséklete hasonló a Nap koronájáéhoz (ezért is nevezik így) – azaz 1-10 millió K, és rendkívül ritka is (alig ezred-százvezred része a semleges H felhőkének). Ez a csillagközi plazma lényegesen vastagabb rétegben oszlik el a Tejútrendszer síkjában, kb. 10.000 fényév vastagságban – ez tölti ki a „vastag korong”-ot, sőt, egészen magas galaktikus szélességeken is megtalálható (ezt nevezjük „Galaktikus koroná”-nak).



2. képmelléklet

A Pelikán-köd egy részlete. A kép felső peremén kívüli forró fiatal csillagok UV sugárzása miatt a képen fentről lefelé terjedő ionizációs front fénylő határvonala a legszembeötlőbb jellegzetessége a képnek (APOD 2003. okt. 13., készült: a 4 méteres Mayall távcsővel, Kitt Peak National Observatory, Arizona, USA)



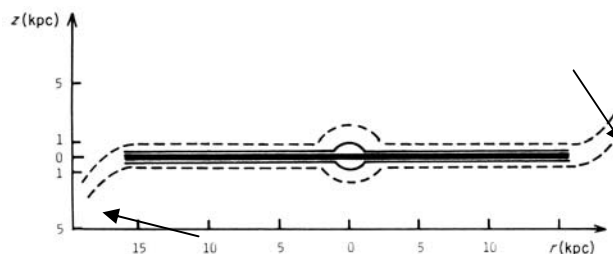
7. ábra

A Tejútrendszer fősíkjára merőleges metszete („oldalnézete”) – a nem-csillagszerű anyag eloszlása

Végül a legizgalmasabb, földi életünk eredete számára is különös fontossággal bíró gázkomponens a *molekuláris gáz*, aminek legfőbb összetevője a H_2 . Ez látható fényben alig észlelhető, a csillagok fényével szinte semmilyen kölcsönhatásban nincs. Azonban a molekula elfoglalható különböző rotációs, és vibrációs állapotai közötti átmeneteknek megfelelő, egymáshoz közeli hullámhosszú vonalakból álló sávokban jól észlelhető. Ezek energia-szintjeinek megfelelően elsősorban a távoli infravörösben láthatóak (pl. 1,14, 1,4, 1,25, 2 μm környékén, ill. 9,6, 12,3, 17 és 28,2 μm). A csillagközi térben bonyolultabb molekulákat is megtaláltak, jellemző abszorpciós sávjaik alapján, legelőször az 1930-as években a CH, CH^+ és CN molekulákat. Később, a rádiócsillagászat fejlődésének indulása után, J. Sz. Sklovskij (1916-1985) megjósolta az OH molekula észlelhető-

ségét a 18 cm-es hullámhossz környékén. Ezt 10 évvel később sikerült is kimutatni. Mára több tucatnyi szervetlen, sőt szerves (!) molekulát is észleltek. Csak néhány példa: CO, H₂S, NH₃, SiO, HCN, HCOOH, CH₃CH₂OH. Érdekes kérdés, hogy a csillagközi tér elképesztően kis sűrűségű közegében, kitéve a kozmikus sugárzás roncsoló hatásának, mégis hogyan keletkezhetnek mérhető mennyiségben egészen bonyolult nagy molekulák is. A válasz egyik része a felfoghatatlanul hosszú, az anyag „bonyolódása” számára rendelkezésre álló idő. A másik része a Tejútrendszert alkotó harmadik „diffúz anyag”-fajta jótékony hatása – ez a por. Főleg emiatt, a molekulában gazdag felhők a leghidegebb tartományok a Tejútrendszerben, átlagos hőmérsékletük gyakran alig haladja meg a 20 K-t. Viszont egyúttal ezek a legsűrűbb csillagközi anyag-szigetek, épp ezért általában a csillagkeletkezés színterei.

A Tejútrendszer gázfelhőinek eddig megismert eloszlásához egy kis pontosítást kell végül tennünk: a centrumtól nagy távolságban lévő felhők érdekes módon elhajlanak a fősíktól, mint egy kalap felpördült karimája – a tőlünk távolabbi oldalon az É-i pólus felé, a hozzánk közelebbi oldalon a D-i pólus felé (ld. 8. ábrát). Feltehetőleg a korong eme jelensége a Kis-, és Nagy Magellán Felhőkkel történő árapály-kölcsönhatás következménye.



8. ábra

A „korong felhajlás” jelensége – nagy hidrogénfelhők elhelyezkedésének mérései alapján

3. táblázat

A csillagközi gázanyag főbb komponensei fizikai tulajdonságainak áttekintése

komponens	Relatív térfogat	Skálamagasság (pc)	Hőmérséklet (K)	Sűrűség (atom/cm ³)	A H állapota	észlelhetőség
molekula felhők	< 1 %	70	10-20	10 ² - 10 ⁶	molekuláris	rádió + IR em&ab von
hideg felhők (CNM)	1 – 5 %	100 – 300	50-100	20 - 50	semleges atomos	HI 21 cm absz. vonal
meleg felhők (WNM)	10 – 20 %	300 – 400	6000 - 10000	0,2 – 0,5	semleges atomos	HI 21 cm em. vonal
forró ionizált felhők (WIM)	20 – 50 %	1000	8000	0,2 – 0,5	ionizált	H α emisz.
Korona gáz (HIM)	30 – 70 %	1000-3000	10 ⁶ - 10 ⁷	10 ⁻⁴ - 10 ⁻²	ionizált (fémek is)	röntgen, UV absz. v.
HII régiók	< 1 %	70	8000	10 ³ - 10 ⁴	ionizált	H α emisz.

Hegedüs Tibor