

Eötvös Lóránd Tudományegyetem  
Földrajz- és Földtudományi Intézet  
Meteorológiai Tanszék

# **„Havazások” a Naprendszerben: egy-, két- és többféle „hókristállyal”**



## **SZAKDOLGOZAT** Földtudomány alapszak Meteorológia szakirány

Készítette: Homolya Emese  
III. éves földtudomány szakos hallgató

Témavezető: Dr. Bérczi Szaniszló  
ELTE Anyagfizikai Tanszék

Belső konzulens: Dr. Tasnádi Péter  
ELTE Meteorológiai Tanszék

**Budapest, 2010**

## Tartalomjegyzék

1. Bevezetés .....	2
2. A bolygók légkörének általános összehasonlítása .....	3
3. Az egyes égitestek bemutatása .....	7
3.1. Merkúr .....	7
3.2. Vénusz .....	7
3.2.1. A légkör felépítése .....	8
3.2.2. Víz és üvegházhatás .....	8
3.2.3. Felhőzet és csapadék .....	9
3.3. Föld .....	12
3.3.1. A légkör felépítése .....	13
3.3.2. Kondenzáció .....	15
3.3.2.1. A vízfázisú részecskék kialakulása .....	15
3.3.2.2. A jégfázisú részecskék kialakulása .....	16
3.3.3. Aeroszol részecskék .....	17
3.3.4. Csapadékelemek .....	18
3.3.4.1. Felhő- és esőcseppek .....	18
3.3.4.2. Szilárd halmazállapotú csapadékelemek .....	18
3.4. Mars .....	19
3.4.1. A légköri porciklus .....	20
3.4.2. Dér .....	21
3.4.3. Felhőzet .....	21
3.4.3.1. Vízjég-felhők .....	22
3.4.3.2. Hópelyhek a Marson .....	22
3.4.3.3. Széndioxid-felhők .....	22
3.5. Jupiter .....	23
3.5.1. A légkör felépítése .....	23
3.5.2. Felhőzet .....	23
3.5.2.1. A felhőzet vertikális szerkezete .....	24
3.5.2.2. Szélességfüggés és csapadék .....	26
3.5.2.3. Színviszonyok .....	27
3.5.2.4. Ködök .....	27
3.6. Szaturnusz .....	27
3.6.1. Felhőzet .....	28
3.6.1.1. Vertikális felhőszerkezet .....	28
3.6.1.2. Szélességi eloszlás és időfüggés .....	30
3.7. Titán .....	31
3.7.1. Ködborítás .....	31
3.7.2. Metán-ciklus és felhőzet .....	32
3.8. Uránusz és Neptunusz .....	35
3.8.1. Felhőzet .....	35
4. A fázisdiagramok használhatósága a planetáris meteorológiában .....	37
5. Anyagkiválás a szoláris ködben .....	42
5.1. Kémiai kristályosodás .....	43
6. „Havazások” a Naprendszerben – Összefoglalás .....	45
7. Köszönetnyilvánítás .....	49
8. Irodalomjegyzék .....	50

## 1. Bevezetés

A Föld időjárását és légköri folyamatait nagyon régóta tanulmányozzuk, ennek köszönhetően mára már meglehetősen átfogó és gazdag tudásanyaggal rendelkezünk róla. A Naprendszerben viszont más bolygóknak is van légköre, amelyek jellemzőikben, dinamikájukban és folyamataikban lehetnek hasonlóak a földihez, de akár teljesen eltérőek is. Ezek megismerése sokkal több nehézséget okozott a tudománytörténet során, és okoz ma is. Kutatásukhoz szükség volt többek között a csillagászat, az informatika és a távérzékelés fejlődésére is, éppen ezért a földön kívüli bolygólégkörök kutatása nagyon fiatal tudományág.

A nemzetközi tudományos irodalomban rendszeresen jelennek meg cikkek az egyes bolygók légköreit illető legújabb felfedezésekről. Ezek közül dolgozatomban a „havazások” vizsgálatát tűztem ki célul. Ehhez először természetesen szükséges definiálnom, hogy jelen esetben mit értek „havazás” alatt. A Földön hónak a vízgőz kondenzációjával kialakuló, szilárd, meghatározott textúrájú csapadékot nevezzük. Ezt a fogalmat a Naprendszer esetében mindenképpen tágítani kell. Minden bolygó légköre összetételében és fizikai viszonyaiban is más. Így a jelenlévő, kondenzálódni képes gázok, és az azokból létrejövő felhő- vagy csapadékelemek is különböznek, összetételükben, tulajdonságaikban és halmazállapotukban egyaránt. Jelen esetben tehát minden olyan légköri anyagkiválást havazásnak fogok tekinteni, amikor egy bizonyos gáz halmazállapotú anyagból annál sokkal sűrűbb, folyékony, vagy szilárd részecskék jönnek létre, akár reverzibilis, akár irreverzibilis folyamat során.

Célom tehát, hogy először egy átfogó képet teremtsék az egyes bolygólégkörökben végbemenő anyagi kiválásokról. Ehhez a Naprendszer összes bolygóját végignézem, hozzávéve a Szaturnusz Titán nevű holdját, ahol szintén nagyon érdekes folyamatokat sikerült megfigyelni, és összefoglalom a róluk máig megszerzett ismereteinket. Végül összehasonlítom ezeket egy sokkal nagyobb skálájú folyamattal, a Naprendszer kialakulásának kezdetén a Nap légkörében, azon belül az öt körülvevő protoplanetáris diszkben végbemenő anyagkiválásokkal. Ez nyilvánvalóan különbözik a bolygólégkörökben történő kiválásoktól, de a havazás jelen definíciójából kiindulva párhuzam vonható közöttük.

Azért választottam ezt a témát, mert egyrészt fontosnak tartom a Föld mellett egyéb planéták atmoszférájának ismeretét is, másrészt úgy gondolom, hogy ezen

ismeretek révén többet megtudhatunk saját bolygónkról is. Ezen kívül a meteorológia tárgykörének bővítésével átfogóbb képet kaphatunk magukról a légköri folyamatokról. A magyar tudományos irodalomban kevés hasonló témájú cikket találtam, eddigi meteorológiai tanulmányaim során pedig szintén keveset említettük a Földön kívüli más bolygók időjárását, ezért külön hasznosnak találom ennek a dolgozatnak a megírását.

A következő fejezetben, nagy vonalakban áttekintem a bolygók légkörének néhány általános jellemzőjét, mint például a felszíni viszonyokat, vagy az összetételt. Ez ahhoz szükséges, hogy nagyjából tisztában legyünk az egyes planétákon uralkodó légköri viszonyokkal. A harmadik fejezetben végignézem az összes bolygót és a Titánt, és részletesebben összefoglalom, amit ma a légkörükről tudunk. Ezen belül főleg arra összpontosítok, ami a dolgozat témájához kapcsolódik. Mindenhol megnézem, milyen anyagok válnak ki a légkörben (ha vannak egyáltalán kondenzációs folyamatok), összefoglalom a felhők, a felhő- és csapadékelemek tulajdonságait, valamint egyéb légköri jellegzetességeket. A többi bolygóval való összehasonlításhoz tömören leírom a Földre jellemző kondenzációs folyamatokat és a keletkező csapadékelemeket. A negyedik fejezetben a fázisdiagramok használhatóságát veszem szemügyre a bolygólégköri átalakulásokat illetően. Az ötödik fejezet a Naprendszer egészéről szól, a fiatal Napot körülvevő szoláris ködben végbemenő kondenzációról. Végül, a hatodik fejezetben rendszerezem és összefoglalom, majd összehasonlítom a különböző skálájú folyamatokat.

## **2. A bolygók légköreinek általános összehasonlítása**

Dolgozatom ezen fejezetében a bolygólégkörök általános összehasonlításával foglalkozom. Először is, hogyan definiáljuk a légkört? A légkör, vagy atmoszféra egy égitestet körülvevő gázburok. Alsó határa a felszín, vagy, mivel egyes bolygók nem rendelkeznek szilárd felszínnel, esetükben kijelölnek egy meghatározott nyomási szintet, ahonnan a magasságot számítják. Ezt a Naprendszer gázbolygóinál – a Föld analógiájára - az 1 bar nyomási szintnek szokás választani. Felső határa nem egyértelműen meghatározható, mivel legkülső rétege éles határ nélkül megy át a bolygóközi térbe. Azt mondhatjuk, hogy a légkör mindazon gázmolekulák összessége, melyeket az adott égitest forgása és keringése során magával visz.

A Naprendszer bolygói kialakulásuk során különböző tömegű és összetételű gázburkot tudtak maguk köré felépíteni. Ez a gázburkok sokszor jelentős változásokon ment keresztül az idők folyamán, mára viszont minden bolygón egy többé-kevésbé stabil rendszerré alakult.

Tekintsük át az egyes planéták légköri sajátosságait! Ehhez a könnyebb összehasonlítás céljából táblázatokat készítettem.

<b>A Naprendszer bolygóinak néhány jellemző adata</b>						
	<b>Felszíni nyomás (bar)</b>	<b>Átlagos hőmérséklet (K)</b>		<b>Felszíni sűrűség (kg/m<sup>3</sup>)</b>	<b>Szélesség (m/s)</b>	<b>Atmoszféra teljes tömege (kg)</b>
<b>Merkúr</b>	~10 <sup>-15</sup>	440				<~1000
<b>Vénusz</b>	92	737		~65	0,3-1,0 a felszínen	~4,8*10 <sup>20</sup>
<b>Föld</b>	1,014	288		1,217	0-100	5,1*10 <sup>18</sup>
<b>Mars</b>	0,00636	~210		~0,020	2-7 nyáron	~2,5*10 <sup>16</sup>
					Porviharok: 17-30	
<b>Jupiter</b>	>>1000	1 bar nyomáson:	165	0,16 (1 bar nyomáson)	<30° szélesség esetén: 150-ig	
		0,1 bar nyomáson:	112		>30° szélesség esetén: 40-ig	
<b>Szaturnusz</b>	>>1000	1 bar nyomáson:	84	0,19 (1 bar nyomáson)	<30° szélesség esetén: 400-ig	
		0,1 bar nyomáson:	134		>30° szélesség esetén: 150-ig	
<b>Uránusz</b>	>>1000	1 bar nyomáson:	76	0,42 (1 bar nyomáson)	0-200	
		0,1 bar nyomáson:	53			
<b>Neptunusz</b>	>>1000	1 bar nyomáson:	72	0,45 (1 bar nyomáson)	0-200	
		0,1 bar nyomáson:	55			

1. táblázat

Forrás: <http://nssdc.gsfc.nasa.gov/>

Az 1. táblázatban a dolgozat témája szempontjából érdekes légköri adatokat foglaltam össze. Ezek közül is a legfontosabbak a nyomási és a hőmérsékleti értékek, amelyek meghatározóak a légkörben lezajló folyamatok szempontjából. Tájékoztató jelleggel hozzávettem még a felszíni sűrűségi adatokat, a jellemző szélességi értékeket, és az atmoszféra teljes tömegét. Utóbbi természetesen csak a kőzetbolygókra határozható meg. A szélességi értékekből a légkör dinamikájába nyerünk belátást.

<b>A bolygólégkörök fő összetevői térfogatszázalékban (%)</b>								
	<b>Merkúr</b>	<b>Vénusz</b>	<b>Föld</b>	<b>Mars</b>	<b>Jupiter</b>	<b>Szaturnusz</b>	<b>Uránusz</b>	<b>Neptunusz</b>
<b>N<sub>2</sub></b>		3,5	78,084	2,7				
<b>O<sub>2</sub></b>	42		20,946	0,13				
<b>CO<sub>2</sub></b>		96,5	0,035	95,32				
<b>CH<sub>4</sub></b>			0,00017		0,3±0,1	0,45±0,2	2,3	1,5±0,5
<b>H<sub>2</sub>O</b>		0,002		0,021	0,0004 (nyomásfüggő)			
<b>SO<sub>2</sub></b>		0,015						
<b>NH<sub>3</sub></b>					0,026± 0,004	0,0125 ±0,075		
<b>H<sub>2</sub></b>	22		0,000055		89,8±2,0	96,3±2,4	82,5±3,3	80,0±3,2
<b>He</b>	6	0,0012	0,000524		10,2±2,0	3,25±2,4	15,2±3,3	19,0±3,2
<b>Ne</b>		0,0007	0,001818	0,00025				
<b>Ar</b>		0,007	0,934	1,6				
<b>Kr</b>			0,000114	0,00003				
<b>Xe</b>				0,000008				
<b>Na</b>	29							
<b>K</b>	0,5							
<b>CO</b>		0,0017		0,08				
<b>NO</b>				0,01				
<b>HDO</b>				0,000085				
<b>HD</b>					0,0028 ±0,001	0,011 ±0,0058	0,0148	0,0192
<b>C<sub>2</sub>H<sub>6</sub></b>					0,00058 ±0,00015	0,0007 ±0,00015		0,00015

2. táblázat

Forrás: <http://burro.astr.cwru.edu/stu/advanced/index.html>

A 2. táblázat az egyes bolygólégek fő összetevőinek mennyiségi értékeit tartalmazza térfogatszázalékban. Feltűnő, hogy a kőzet- és gázbolygók légköreinek összetétele általánosságban különbözik egymástól.

A Naprendszer bolygóit fő jellegzetességeik alapján két csoportba soroljuk. A Naphoz közelebb keringenek a kőzetbolygók, amelyek elsősorban szilárd ásványokból épülnek fel. A bolygótestet egy vékonyabb, vagy vastagabb gázburok veszi körül. A külső bolygók anyagát, bár rendelkeznek szilárd maggal, nagyrészt gázok alkotják, ezért gázbolygóknak nevezik őket. Ez a két csoport nemcsak a bolygótestek felépítésében, de légkörüket tekintve is sokban különbözik. A belső bolygók felszíni nyomása egyértelműen mérhető. Közülük a legnagyobb a Vénuszé, a földi nyomás 92-szerese, a legkisebb pedig a Merkúr nagyon ritka gázburkának a nyomása. A gázóriásoknál a nyomás széles határok között változhat. Lefelé haladva a légkörben, a belső régiók felé egyre nagyobb, a kőzetbolygók felszínén mérténél jóval nagyobb nyomások adódnak. Általánosságban igaz, hogy a Naptól távolodva az átlagos felszíni (gázbolygók esetén az 1, valamint a 0,1 bar nyomáson mért) hőmérséklet csökken. Ez alól kivétel a Vénusz, ahol a rendkívüli üvegházhatás miatt sokkal magasabb hőmérsékleti értékek jellemzőek, mint a távolságából adódóan egyéb esetben lennének, így melegebb a nála beljebb keringő bolygónál, a Merkúrnál is. A kőzetbolygók körében a Vénuszon a legkisebb a hőingás. A lassú tengelyforgás ellenére alig van különbség az éjszakai és a nappali oldal hőmérséklete között. Ezzel szemben a Merkúron például, amely a legközelebb kering a Naphoz, és így a legtöbb sugárzás éri, a számottevő atmoszféra hiányában a napsütötte oldal mindig nagyon meleg, az árnyékos pedig nagyon hideg, így óriási hőingás alakul ki. A légmozgást tekintve az óriásbolygók sokkal szelesebbnek bizonyulnak, mint a belső bolygók. A legnagyobb szélsőségeket a Szaturnuszon mérték.

Összetételben a kőzetbolygók légkörei rendkívül változatosak, egymástól nagyon eltérőek. A leggyakrabban előforduló gázok a széndioxid, a nitrogén és az oxigén. Az óriásbolygók ellenben leginkább hidrogénben és héliumban gazdagok. A Jupiteren és a Szaturnuszon fontos szerep jut az ammóniának, az Uránuszon és a Neptunuszon viszont inkább a metán jelenléte a lényeges.

### 3. Az egyes égitestek bemutatása

#### 3.1. Merkúr

A Merkúr gravitációs ereje túl kicsi ahhoz, hogy számottevő mennyiségű gázt hosszabb időtávlatban maga körül meg tudjon tartani, viszont rendelkezik egy nagyon vékony, a földi exoszférának megfelelő jellegű gázréteggel (*Domingue et al., 2007*). Ez a légkör viszont alapvetően vákuum.

A MESSENGER nevű űrszonda 2008 januárjában érkezett a Merkúr közelébe. Spektroszkópiai mérésekkel kimutatta a korábban már megjósolt ionok (pl. nátrium, kálium, kalcium) jelenlétét a vékony gázrétegben, ezen felül pedig a csillagászok nem kis döbbenetére nagy mennyiségű víz jelenlétét is jelezte. Erre több lehetséges magyarázat van. Régóta feltételeznek például vízjég rezervoárokat a pólusok környékén, olyan kráterek mélyén, ahova soha nem ér el a fény. Ezen kívül üstökösök is hozhatnak magukkal vizet, vagy akár a napszél részecskéi és a kőzetek kölcsönhatásai által is keletkezhet. A már említett ionokon kívül héliumot, magnéziumot, szilíciumot és molekuláris oxigént is azonosított a szonda (*Emily Lakdawalla, 2008*).

Egy ilyen vékony, vákuumszerű atmoszférában nyilvánvalóan nem számolhatunk semmiféle olyan jelenséggel, amit havazásnak nevezhetnénk. Érdekességként említem, hogy amerikai kutatók nemrégiben, miközben a Merkúr gyenge mágneses terének eredetét keresték, érdekes jelenségre bukkantak (*Nancy Atkinson, 2008*). Kísérleteik alapján arra az elméletre jutottak, hogy a Merkúr belsejében felforrósodik a vas és a kén, a felszín felé emelkedik, ennek következtében lehül, és egyfajta csapadékot eredményez, ami aztán visszasüllyed a centrum felé. Ők ezt is havazásnak minősítették, a keletkező csapadékot vas hóként emlegetik. Ez természetesen esetünkben nem tekinthető havazásnak.

#### 3.2. Vénusz

A Vénusz meglehetősen vastag légkörrel rendelkezik. Egyik fő jellegzetessége az egész bolygófelszínt takaró felhőrendszere. Ez a felhőrendszer teljesen ellehetetleníti a vizuális megfigyelést. A légkör szerkezetének megismerésében a szondák voltak segítségünkre, látványos eredményeket szolgáltatva.



### 3.2.1. A légkör felépítése

A Vénuszon négy különböző légköri réteget különböztetnek meg a tudósok, a troposzférát, a mezoszférát, a termoszférát és az exoszférát.

A troposzférában a hőmérséklet felfelé haladva kilométerenként 7,7 K-el csökken (*Zasova, 2006*). A Magellan mérései alapján a felszín felett 52,5 km-es magasságban 310 K-es értéket vesz fel. Nem sokkal ez alatt, 49,5 km magasan éri el a nyomás a földi átlagos tengerszinti légnyomást, az 1 bart. Így ez az a terület, ahol a vénuszi légkör a leginkább hasonlít a földre (*Shade Tree Physics, 2010*). 58-60 km-es magasság környékén helyezkedik el a tropopauza, a troposzféra és a mezoszféra közti határréteg (*Zasova, 2006*).

A mezoszféra 60 km fölött kezdődik, és 120 km-ig terjed. Két eltérő rétegbe osztható. Az alsó, 62-73 km-es magasságok közti réteg egybeesik a felső felhőborítás magasságával. Itt a hőmérséklet nagyjából konstans, 230 K. A másik rétegben, ami 73 km-től 95 km-ig tart, a hőmérséklet ismét csökkenésnek indul, majd 95 km-en eléri a 165 K-t. Itt kezdődik a mezopauza, ami 95 km-től 120 km-ig terjed (*Pätzold et al., 2007*).

A mezopauza Nap felőli régiójában a hőmérséklet egy konstans, kb. 300-400 K-nek megfelelő értékre növekszik. Ez az érték az uralkodó a 120 km magasan kezdődő termoszféra Nap felőli területén. A másik, éjszakai oldalon ellenben a termoszférában a hőmérséklet egész 100 K-ig süllyed, ezzel a Vénusz leghidegebb területének tekinthető, ezért krioszférának is nevezik (*Bertaux et al., 2007*).

A termoszféra felső határa 220 és 350 km közé tehető. Itt kezdődik az exoszféra, a légkör legkülső, ritka rétege.

### 3.2.2. Víz és üvegházhatás

A Vénuszra jellemző az elszabadult üvegházhatás. Ez nem meglepő arra való tekintettel, hogy a légkör legnagyobb részét egy jelentős üvegházhatású gáz, a széndioxid alkotja.

Mint azt említettem, a nyomás és a hőmérséklet csökken a magassággal. Így, miközben a vízgőz felemelkedik, lehül, majd egy meghatározott magasságban, megfelelő körülmények között kondenzálódik. Ez a régió lényegében egy kondenzációs

zóna, amit az angol irodalomban „cold trap”-nek neveznek. A Vénuszon ez a szint a felszín feletti 50 km-es magasság környékén helyezkedik el (*Journey Through the Galaxy, 2006*).

A Földön az ózonréteg védi a vízmolekulákat az ultraibolya sugárzástól. Ilyen réteg a Vénuszon nincs, a légkör nem válik áthatolhatatlanná az UV sugárzás számára, egészen egy meghatározott magasságig a kondenzációs szint alatt. Így a sugárzás bontja a vízmolekulákat a kondenzációs szint és az UV sugarak maximális lehatolásának szintje között. Ahogy a vízgőz emelkedése közben eléri ezt a régiót, az UV sugarak disszociálják a vízmolekulákat két hidrogén és egy oxigén atommá, vagy egy hidrogén atommá és egy OH-gyökké. A hidrogén sokkal könnyebb, mint a vízmolekula volt, így könnyedén elszökhet a Vénusz légköréből. A víz általában gyorsan újraegyesül szén, vagy szén-monoxid molekulával, és szénmonoxidot, vagy széndioxidot alkot. Ez egy lehetséges magyarázat lehet arra, hogy miért van olyan sok széndioxid a bolygó légkörében. A légkörben maradó hidrogén többnyire kénsav és hidrogén-szulfid molekulákban kötve van jelen.

A Vénusz légkörében lévő víz egy része nehézvíz (HDO, és D<sub>2</sub>O). A nehézvíz ugyanúgy disszociál, mint a közönséges víz, azonban a belőle keletkező deutériumnak kisebb a diffúziósebessége, mint a hidrogéné, lassabban szökik ki a világűrbe, ezért a Vénusz légkörében magasabb a deutérium/hidrogén arány, mint a Földön. Ez a legerősebb bizonyíték arra vonatkozóan, hogy a Vénusz nagy mennyiségű vizet veszített története során. A kutatások szerint milliárd évekkkel ezelőtt sokkal inkább hasonlított a légköre a földire, mint ma. Valószínűleg folyékony víz is létezett a felületén, ami a növekvő besugárzás hatására párolgásnak indult. Ahogy csökken a víz mennyisége, kevesebb széndioxidot tud kimosni a légkörből, így a széndioxid koncentráció növekszik. Ez erősebb üvegházhatást eredményez, következésképpen növekszik a hőmérséklet. Magasabb hőmérsékleten a kondenzációs szint is magasabbra helyeződik, és a ciklus gyorsított tempóban folytatódik, mert nagyobb régió áll rendelkezésre a víz disszociációjához (*Journey Through the Galaxy, 2006*).

### **3.2.3. Felhőzet és csapadék**

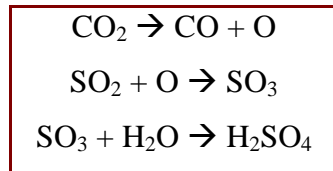
Az első pontosabb eredmények a Vénusz felhőzetének struktúráját és összetételét illetően a hetvenes évek végén, és a nyolcvanas évek elején születtek. A Pioneer Venus és a Venyera szondák által nyert adatok alapján a fő felhőréteg kiterjedése 45-70 km

közé tehető (*Esposito et al., 1983*). Nagyjából ugyanebben a régióban összefüggő ködréteg azonosítható, amelyet nagy koncentrációban jelenlévő aeroszol részecskék alkotnak. A ködréteg kb. 10 km-rel a felhőtető fölé és ugyanennyivel a felhőalap alá nyúlik (*Knollenberg és Hunten, 1980*). Mikrofizikai tulajdonságok alapján a Vénusz felhőzete három rétegre osztható, amelyek éles átmeneti rétegekkel vannak elválasztva. A legfelső réteg az 58-68 km-es magasságok között helyezkedik el, néhány km vastag (*Zasova, 2006*). Felhőnek nevezzük, de valójában meglehetősen ritka, földi viszonyokhoz hasonlítva inkább csak egy ködrétegnek felel meg. 50-56 km magasságban újabb réteg következik, az előzőnél is vékonyabb. Az itteni fényviszonyok nagyjából megfelelhetnek a Földön, egy nyári kánikulai napon szürke füstből, kipufogó gázokból, porból és szennyeződésekkel álló légköri rétegben tapasztalt fényviszonyoknak (*Francis, 1988*). A legalsó felhőréteg a legvastagabb. Alapja a felszín feletti 48 km-es magasságban helyezkedik el, sűrűsége nagyjából a földi felhőkéhez lehet hasonló. Belsejében a látástávolság 1 km-nél kevesebb. A beeső fénynek a felhőborítás miatt csak 1-2%-a éri el a felszínt, így a megvilágítási viszonyok magas napállásnál is borult földi novemberi napokéhoz hasonlóak (*Gábris és mtsai, 2004*).

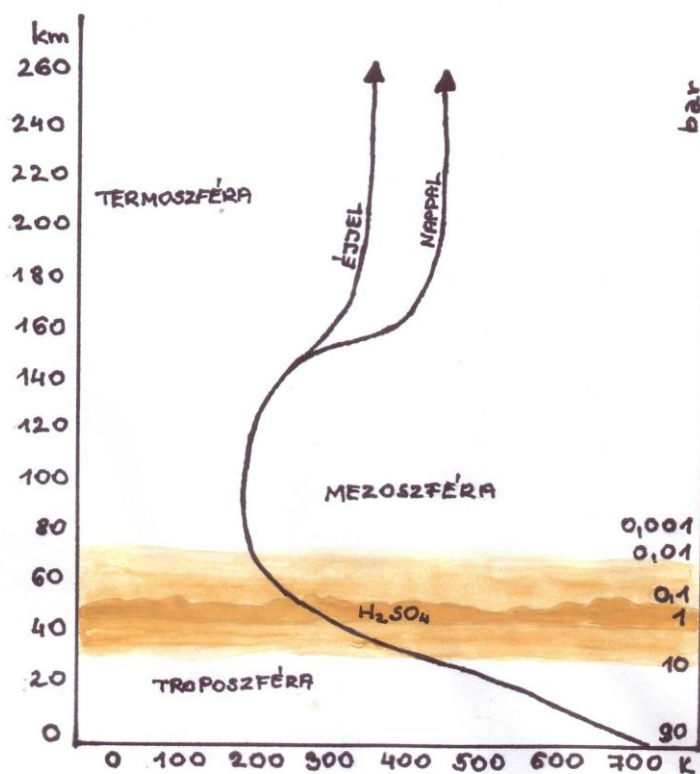
A vénuszi felhőelemek összetételét illetően egyes tudósok már a hetvenes évek elején a kénsav jelenlétére gyanakodtak. A Pioneer Venus küldetés során részletes adatokat nyertünk a felhőrendszerrel illetően, amelyek segítségével lehetőség adódott a felhők pontosabb leírására. A mérések azt mutatták, hogy a felhőelemek mérete és előfordulási sűrűsége a magasság függvénye (*Knollenberg és Hunten, 1979*), viszont a részecskék méretbeli eloszlása eltérő jellegű minden rétegben (*Knollenberg és Hunten, 1980*). A középső és alsó felhőrégiókban aeroszokok, kénsav és egyéb kristályok jelenlétét azonosították, amelyek valószínűleg szulfátok vagy kloridok. 64 km táján kristályos kén részecskéket jeleztek (*Rákóczi, 1998*). A felszínről a légkörbe kerülő részecskék mérete a 10-100 mikron tartományba tehető (*Ragent és Blamont, 1980*).

A Mariner 10 mérései bizonyítékkal szolgáltak egy alsó, folyékony halmazállapotú összetevőket is tartalmazó, sűrű felhőréteg jelenlétére a légkör alacsonyabban elhelyezkedő régiókban (*Cimino és Elachi, 1979*). Ez, egyéb mérési eredményekkel együtt (turbulencia, függőleges légmozgás, aeroszokok jelenléte) felvetette a csapadék keletkezésének lehetőségét a Vénuszon. Modelllezték a cseppnövekedést a vénuszi környezetben, és arra jutottak, hogy cseppméretű csapadékelemek, hasonlóan, mint a Földön, pár óra leforgása alatt jöhetnek létre. Ma már bizonyított, hogy a felhőket alkotó fő komponens 48 és 70 km között a kénsav, ami

kéndioxidból és vízből fotokémiai úton keletkeznek (Zasova, 2006). Az érkező UV sugarak fotodisszociálják a széndioxid molekulákat szénmonoxiddá és atomos oxigénné. Az oxigén atom különösen reaktív, így könnyedén reakcióba lép a vénuszi légkörben szintén jelenlévő kéndioxid molekulákkal. Így kéntrioxid keletkezik, ami a vízzel reagálva kénsavat alkot:



A kiváló cseppek kénsavesőként lefelé hullanak, de még jóval a felszín felett újra kéntrioxidra és vízre bomolva elpárolognak.



1. ábra: A Vénusz légkörének vertikális szerkezete és felhőzete  
Az ábra forrása: Bérczi és mtsai, 2002

Érdekességként említem, hogy a kilencvenes években a Vénusz kérgének magasabban elhelyezkedő sziklás területein egyfajta „hőszerű” anyag felhalmozódását azonosították. A Magellan küldetés alatt - amelynek célja a Vénusz felszínének feltérképezése volt - megszerzett adatok analizálása során, a radarképeket vizsgálva különös fényes területekre bukkantak az Aphrodite Terra területén, és más hegyvidékes

régiókban. A légkörben megtalálható kémiai elemek mennyiségéből, a nyomási és hőmérsékleti értékekből kiindulva arra következtettek, hogy a fényes régiókat valamilyen fémtartalmú, a légkörben kiváló, „hószzerű” anyag jelenléte okozza, amely pár milliméteres vastagságban beborítja a Vénusz magasabban fekvő területeit. A vénuszi vulkánkitörések által különböző vegyületek gázai kerülnek a légkörbe. Az adott légköri körülmények között ezek közül bizonyos anyagok kondenzálódni képesek, és ezek a kiváló részecskék, mint egy fajta hó, lerakódnak a felszínre. Hogy milyen összetételű ez az anyag, az még évekig ismeretlen maradt. A sok lehetséges kémiai elemből először tellur származékokra gyanakodtak a tudósok. Bruce Fegley és Laura Schaefer azonban újra átvizsgálta az előző elméleteket (*Schaefer és Fegley, 2003*). Olyan, a légkörben nyomnyi mennyiségben előforduló fémtartalmú vegyületeket kerestek, amelyek az adott környezeti hatások mellett 2,6 km magasságban kondenzálódni képesek. Ehhez több száz különböző, C, O, N, H, S, Cl, F, Cu, Zn, Ge, As, Sn, Pb, Se, Br, Cd, In, Ag, Sb, Hg, I, Tl, Bi, Te és Au tartalmú vegyületre kémiai egyensúlyi számításokat végeztek a nyomás és a hőmérséklet függvényében. Arra következtettek, hogy az illékony tellur könnyedén elreagálna a kéntartalmú vegyületekkel, olyan stabil gázokat alkotva, mint a TeS és a TeSe, valamint nem tudna 38,6 km-es magasságig kondenzálódni. Ezzel szemben az ólom és a bizmut magas dielektrikus állandójú vegyületei kondenzálódnak a megadott magasságon. Ezek alapján, Fegley és Schaefer szerint a vulkáni felhőkből ólom-szulfid (PbS) és bizmut-szulfid (Bi<sub>2</sub>S<sub>3</sub>) válik ki, ami aztán a magasabb sziklákon fölhalmozódik.

### **3.3. Föld**

Nem meglepően a földi légkört ismerjük a legjobban. Tanulmányozása jóval könnyebben megoldható, mint a Naprendszer egyéb bolygóinak esetében. Éppen ezért sokkal pontosabban le tudjuk írni magát a légkört, a benne lejátszódó folyamatokat, vagy a kiváló csapadékelemek milyenségét. A következőkben a légkör vertikális szerkezete mellett a Földön lejátszódó, jól ismert kondenzációs folyamatokat, a felhőképződést segítő szilárd részecskék, az aeroszolok tulajdonságait és a keletkező csapadékelemeket szeretném áttekinteni.

### 3.3.1. A légkör felépítése

Szerkezetét tekintve a Föld légköre két fő tartományra osztható, a homoszférára és a heteroszférára. A homoszféra kb. 80-90 km-es magasságig terjed, és abban különbözik a felette elhelyezkedő heteroszférától, hogy benne a gázok nem tudnak molekulasúlyuk szerint szétválni, mivel a turbulencia ezt megakadályozza. A légkör összetétele itt állandó. A heteroszféra azonban ritkább, a turbulens áramlást lamináris áramlás váltja fel, így a könnyebb molekulák magasabbra jutnak, a légkör összetétele molekula-, illetve atomsúly szerint alakul, változik a magassággal.

A részletesebb, termikus jellemzők alapján vett felosztás szerint megkülönböztetjük a homoszférához tartozó troposzférát, sztratoszférát, mezoszférát, és a heteroszférához tartozó termoszférát és exoszférát. A légkör egészét tekintve a sűrűség és a nyomás a felszíntől felfelé haladva kezdetben gyorsan, majd lassabban, de fokozatosan csökken. A hőmérséklet változása szféránként eltérő.

A legelső vékony réteg a troposzféra. A felszíntől kb. 8-18 km-es magasságig terjed, földrajzi szélességtől függően. Itt található a teljes légkör anyagának durván 80%-a. A hőmérséklet felfelé haladva fokozatosan, 100 méterenként  $0,65^{\circ}\text{C}$ -t csökken. Ebben a rétegben zajlik a teljes vízkörforgalom, a vízgőz kondenzációja, a felhő- és csapadékképződés. A kondenzáció a felszíntől egész a troposzféra felső határáig jelen van.

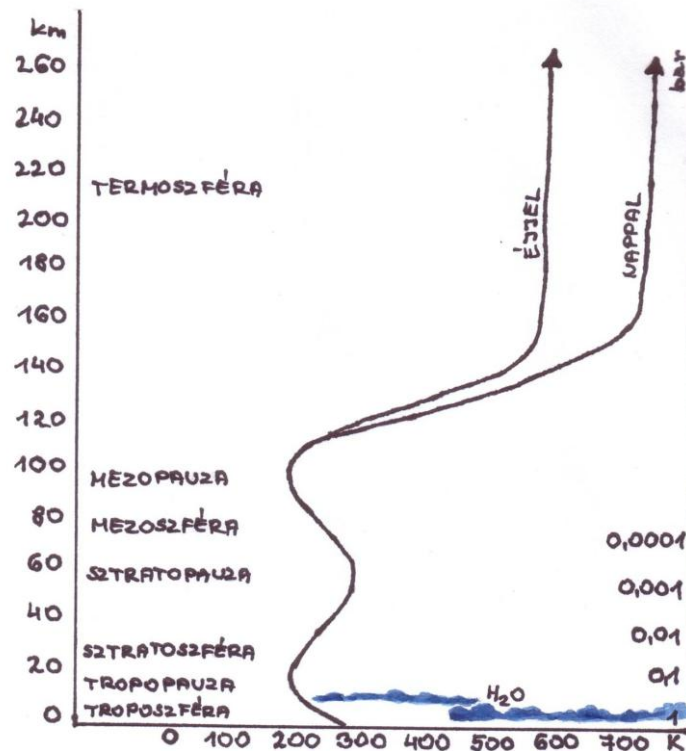
A troposzférát a tropopauza zárja. Itt megáll a hűlés, a hőmérséklet egy ideig változatlan marad, majd a következő rétegben, a sztratoszférában ismét melegedés tapasztalható. Ennek oka a sztratoszférában jelenlévő, viszonylag nagy ózonkoncentráció. A felszín felett 10 és 50 km között elhelyezkedő ózonréteg tartalmazza a teljes légköri ózon több, mint 90%-át. Elnyeli az élőlényekre káros magas frekvenciájú ultraibolya sugárzás 93-99%-át, ezzel lehetővé teszi az élet fennmaradását a Föld felszínén. Az elnyelt sugárzást az ózonréteg hővé alakítja. A troposzféra és a sztratoszféra között nagyon kis mennyiségű levegő mozog, így a sztratoszféra kevés vízgőzt tartalmaz. Viszont ha elég alacsony a hőmérséklet, ez a kevés vízgőz is képes kondenzálódni, és jégkristályokat alkotni. Az így kialakuló felhőket nevezzük poláris sztratoszférikus felhőknek. 15-25 km magasan helyezkednek el, anyaguk főleg vízjég és salétromsav. Ez utóbbi úgy keletkezik, hogy nitrogénből és oxigénből bonyolult fotokémiai reakciók során nitrogén-oxidok jönnek létre, amelyek vízben elnyelődve salétromsavat adnak. A sztratoszférában a folyamatos melegedés a réteg felső határáig,

kb. 50 km-es magasságig tart, itt éri el a hőmérséklet a legmagasabb értéket, kb. 171 K-t.

Ezután ismét egy izoterm réteget találunk, a sztratopauzát, majd a mezoszféra következik, ahol akár csak a troposzférában, a hőmérséklet vertikális csökkenése a jellemző. A mezoszférát lezáró mezopauza környékén, a földfelszíntől nagyjából 85 km-re a legalacsonyabb a hőmérséklet a légkörben, kb. 183 K. Érdekes, hogy még ilyen magasságban is előfordulnak vékony felhők, amelyek valószínűleg a meteorokból származó vízből alakulnak ki. Éjszakai világító felhőknek nevezik őket, mert akkor válnak láthatóvá, amikor a lemenő nap megvilágítja a légkör felső rétegeit.

A mezopauzát a termoszféra követi, ahol megint melegedés jelentkezik. Ez ismét elnyeléssel magyarázható, itt az oxigénatomok nyelik el az ultraibolya sugárzás  $0,2 \mu\text{m}$ -nél rövidebb hullámhosszú tartományát.

Az exoszféra alsó határát, a termopauzát kb. 500 km magasra teszik. Hőmérsékletét nagy ingadozás jellemzi. Itt már elég nagy a részecskék szabad úthossza ahhoz, hogy a Föld gravitációs erejét legyőzzék, és a világűrbe jussanak. Az exoszférában felfelé haladva a légkör anyaga lassan átmegy a bolygóközi tér anyagába (Bartholy, 2007).



2. ábra: A Föld légkörének vertikális szerkezete és felhőzete

Az ábra forrása: Bérczi és mtsai, 2002

### 3.3.2. Kondenzáció

A felhőkben a földi légkörben kondenzációra képes anyag, a víz, mindhárom fázisában jelen van. A víz teljes légköri mennyisége erősen ingadozik, átlagosan kb. 1%-ot tesz ki. Hogy egy felhőben a vízgőz mellett a folyadékcseppek és jégreszecskek milyen arányban találhatók meg, az elsősorban az adott rétegben uralkodó hőmérsékleti viszonyoktól függ. Általánosságban elmondható, hogy a troposzférában a felszíntől felfelé haladva, ahogy a hőmérséklet csökken, úgy növekszik a jégreszék koncentrációja. Egy  $-10^{\circ}\text{C}$ -nál magasabb hőmérsékletű felhőtetővel rendelkező felhő esetén elvértve találunk csak jégreszecskeket.  $-20^{\circ}\text{C}$  felé haladva ez a mennyiség egyre növekszik, míg  $-35^{\circ}\text{C}$ -ot elérve már a nagyon kicsi túlhűlt vízcseppek is megfagynak (Geresdi, 2004). A meteorológiában a felhőket alkotó folyékony halmazállapotú cseppek és szilárd fázisú jégreszecskek képződését külön tárgyaljuk.

#### 3.3.2.1. A vízfázisú részecskék kialakulása

A vízcseppek homogén, vagy heterogén kondenzációval alakulhatnak ki.

Homogén kondenzáció esetén a cseppek szennyezőanyag mentes levegőben jönnek létre vízgőzből. Ehhez viszont óriási telítettségi értékek szükségesek. A kialakuló kondenzációs csírák képződési sebességét egy  $1\text{ cm}^{-3}\text{sec}^{-1}$ -os küszöbértéknek szokás tekinteni, mert ez a sebesség laboratóriumi kísérletek során már jól megfigyelhető. Az ehhez az értékhez tartozó telítési arány a kritikus telítési arány. Ez az érték vízcseppek esetén  $-15^{\circ}\text{C}$ -on 500% körüli. A jégkristályok kialakulásához még ennél is nagyobb, közel húszszoros túltelítettség szükséges. Valójában a légkörben a túltelítettség soha nem ér el ekkora értéket, ritkán haladja meg az 1-2%-ot, ezért homogén kondenzáció természetes módon nem megy végbe.

A földi légkörben nagy koncentrációban vannak jelen a felszínről, a szárazföldről vagy óceánokból származó aeroszol részecskék. Ha aeroszol részecskék közvetítésével jönnek létre a vízcseppek, heterogén kondenzációról beszélünk. Az aeroszol részecskék kondenzációs magokként szolgálnak, jelenlétükben sokkal kisebb telítettségi értékek mellett bekövetkezik a kondenzáció. A heterogén kondenzáción belül megkülönböztetjük azokat a folyamatokat, amikor vízben nem oldódó, nedvesíthető részecskéken, és amikor vízben oldódó, higroszkópos részecskéken alakulnak ki a kondenzációs csírák. Előbbinél a légkör, a homogén kondenzáció tárgyalásánál említett,



viszonylag alacsony természetes túltelítettsége (1-2%) miatt kondenzációs magként csak a jól nedvesíthető felszínű, 0,1  $\mu\text{m}$ -nél nagyobb átmérőjű részecskék jöhetnek szóba. Ezek a részecskék azonban meglehetősen kis számban fordulnak elő, így a légkörben a vízben oldódó részecskéken végbemenő kondenzáció a meghatározó. A vízben oldódó anyag jelenléte nagymértékben csökkenti a kritikus telítési arányt. A két legfontosabb ilyen anyag a NaCl, és az ammónium-szulfát  $[(\text{NH}_4)_2\text{SO}_4]$  (Geresdi, 2004).

### 3.3.2.2. A jégfázisú részecskék kialakulása

A szilárd halmazállapotú jég részecskék kialakulhatnak közvetlenül vízgőzből, vagy a túlhűlt ( $0^\circ\text{C}$ -nál alacsonyabb hőmérsékletű) vízcseppek fagyása által is. Ezek a folyamatok hatféleképpen mehetnek végbe.

Első a jégkristályok homogén diffúzióval történő kialakulása (1), ez azonban, a vízfázisú elemek homogén kondenzációjánál említett okok miatt természetes körülmények között nem megy végbe.

Abban az esetben, amikor egy vízcsepp hőmérséklete a  $0^\circ\text{C}$  alá süllyed, benne véletlenszerűen jégkristálykezdemények jöhetnek létre, amelyek struktúrája megegyezik a jég kristályszerkezetével. Amikor ez a jégkristálykezdemény elér egy kritikus méretet, a rendszer instabillá válik, és a túlhűlt vízcsepp a benne lévő jégkristálykezdeménnyel együtt nagyon rövid idő alatt megfagy. Ezt nevezzük a túlhűlt vízcsepp homogén fagyásának (2). E folyamat lejátszódásához  $-35$  -  $-40^\circ\text{C}$  szükséges.

A megfigyelések azonban azt mutatják, hogy a legtöbb esetben a túlhűlt vízcseppek ennél jóval magasabb hőmérsékleten fagynak meg. A legkisebbek már  $-5^\circ\text{C}$ -on,  $-35^\circ\text{C}$  környékén pedig már csak a  $10 \mu\text{m}$ -nél kisebb átmérőjű cseppek maradnak folyékony halmazállapotúak. Ez a jelenség az aeroszol részecskék egy csoportjának, a jégképző magvaknak köszönhető. A jégképző magvak anyagát főleg különböző talajtípusok (pl. agyag, homok), fém-oxidok, réz-szulfid, ólom-jodid vagy ezüst-jodid alkotják. Ide sorolhatók még egyes baktériumok is, amelyek a növények elfagyásáért felelősek. A jégképző részecskék kristályszerkezete nagyon hasonló a jég kristályszerkezetéhez. Egy adott anyag annál jobb jégképző, minél nagyobb ez a hasonlóság. A jégképző részecskék képesek a fagyási folyamatot magasabb hőmérsékleten elindítani. Attól függően, hogy a fagyás a túlhűlt vízcsepp belsejében, vagy a felszínén indul el, beszélünk belső fagyásról (3), vagy felszíni fagyásról (4). A belső fagyást a vízcsepp által korábban összegyűjtött aeroszol részecske vízben

oldhatatlan része, a felszíni fagyást pedig a csepp és a jégképző részecske ütközése idézi elő. Összességében a folyamatot a túlhűlt vízcsepp heterogén fagyásának nevezzük.

Jégkristályok közvetlenül vízgőzből is kialakulhatnak. Ehhez, mivel homogén depozíció csak több százszoros túltelítés mellett mehet végbe, ugyanúgy, mint a heterogén fagyásnál, a jég kristályszerkezetéhez hasonló struktúrájú jégképző részecskék jelenléte szükséges. Depozíció (5) esetén a vízben oldhatatlan jégképző magvakra lecsapódó vízgőzből jönnek létre a jégkristályok. A folyamat csak nagyon alacsony hőmérsékleten játszódik le. Előfordulhat azonban,  $-20^{\circ}\text{C}$ -nál magasabb hőmérséklet esetén, hogy a jégképző mag felületén először egy folyékony, mikroszkopikus kiterjedésű vízréteg alakul ki (heterogén kondenzáció vízben oldhatatlan részecskén), majd ha ez meghalad egy kritikus méretet, megfagy (belső fagyás), és kialakul a jégkristály. Ebben az esetben kondenzációs fagyásról (6) beszélünk. A depozícióhoz elég 70-80%-os relatív páratartalom, a kondenzációs fagyáshoz ezzel szemben legalább 100%-os relatív páratartalom szükséges. Ezért az utóbbi folyamat csakis vegyes halmazállapotú, túlhűlt vízcseppeket is tartalmazó felhőkben mehet végbe (Geresdi, 2004).

### 3.3.3. Aeroszol részecskék

Az aeroszokok a légkörben nagy számban jelenlévő, szilárd vagy cseppfolyós halmazállapotú részecskék, amelyek egy része fontos szerepet tölt be a csapadékképződésben. Kémiaileg változatos összetételűek, átmérőjük a levegő molekuláinak átlagos méreténél legalább egy nagyságrenddel nagyobb. Nagy hányaduk a nukleációnak nevezett fázisátalakulási folyamat során, gázok kondenzációjával keletkezik. A létrejövő,  $0,1\ \mu\text{m}$ -nél kisebb átmérőjű részecskék Brown-féle mozgást végeznek, közben ütköznek és összetapadnak. Ez a folyamat a koaguláció. Az így kialakuló részecskék a  $0,1$  és  $1,0\ \mu\text{m}$ -es mérettartományba esnek. Az  $1\ \mu\text{m}$ -nél kisebb átmérőjű részecskéket együttesen finom részecskéknek nevezzük. A nagyobb, durva részecskék légkörbe kerülése felszíni folyamatok eredménye. Ilyen a szárazföldi erózió, vagy az óceánok hullámozása és a víz felszínére emelkedő levegőbuborékok szétrobbanása. A részecskék kémiai minősége függ a felszíntől, ahonnan származnak. A szárazföldről a légkörbe kerülő aeroszokok általában vízben oldhatatlan alumínium-szilikátok, az óceáni területek esetén azonban a vízben oldódó tengeri sók a jellemzőek (Geresdi, 2004).

### **3.3.4. Csapadékelemek**

#### **3.3.4.1. Felhő- és esőcseppek**

A felhőkben jelenlévő folyékony halmazállapotú részecskék 4 nagyságrendbeli mérettartományt tesznek ki. A kis, pár mikron átmérőjű vízcsepptől a majd egy centiméter átmérőjű esőcseppig különböző méretűek lehetnek. Az 50-100  $\mu\text{m}$  alatti tartományt felhőcseppeknek nevezzük, efölött esőcseppekről beszélünk. A 100  $\mu\text{m}$ -es átmérőt meghaladó, felhőből kihulló cseppek azok, amelyek ahelyett, hogy időközben elpárolognának, elérik a felszínt. Az esőcseppek felhőcseppek ütközésével, vagy jégfázisú részecskék olvadásával jönnek létre. Míg felhőcseppek előfordulnak minden felhőtípusban, esőcseppek csak meghatározott körülmények között vannak jelen (Geresdi, 2004).

#### **3.3.4.2. Szilárd halmazállapotú csapadékelemek**

A felszíntől felfelé haladva, a hőmérséklet csökkenésével növekszik a felhőkben a jégfázisú részecskék előfordulásának valószínűsége. Ezek méretben és struktúrában is rendkívüli változatosságot mutatnak. A legkisebbek a jégkristályok, amelyek depozíció vagy kondenzációs fagyás révén alakulnak ki, majd depozícióval növekednek tovább. Maximális átmérőjük kisebb 5 mm-nél. Változatos alakúak, viszont minden esetben hexagonális szimmetriával rendelkeznek. Ahogy a jégkristályok növekszenek, nagyobb eséllyel ütköznek a környező túlhűlt vízcseppekkel. Ezen ütközések következménye a szabályos szerkezetű hókristályok kialakulása. A folyamatot zúzmarásodásnak nevezzük. A hókristályok sűrűsége függ a zúzmarásodás mértékétől. Jég- és hókristályok egymással való ütközésével jönnek létre a szabálytalan alakú hópelyhek. Méretük átlagosan a 2-5 mm-es tartományba tehető, a legnagyobb hópelyhek átmérője azonban a 15 mm-t is elérheti. Előfordulhat, hogy a hókristályok és a hópelyhek vízcseppekkel történő ütközéseik során egyre több vizet gyűjtenek magukba, végül elveszítik eredeti, szabályos hexagonális formájukat. Ilyenkor hódara, vagy graupel jön létre. Abban az esetben, ha a hódara kiterjedése meghaladja az 5 mm-t, már jég szemről beszélünk. A jég szemeknek ezen kívül van egy másik kialakulási lehetőségük is, amikor milliméteres nagyságú vízcseppekből keletkeznek. A kis cseppek megfagynak, majd további túlhűlt vízcseppekkel ütköznek, ezáltal növekszenek, végül nagyobb méretű

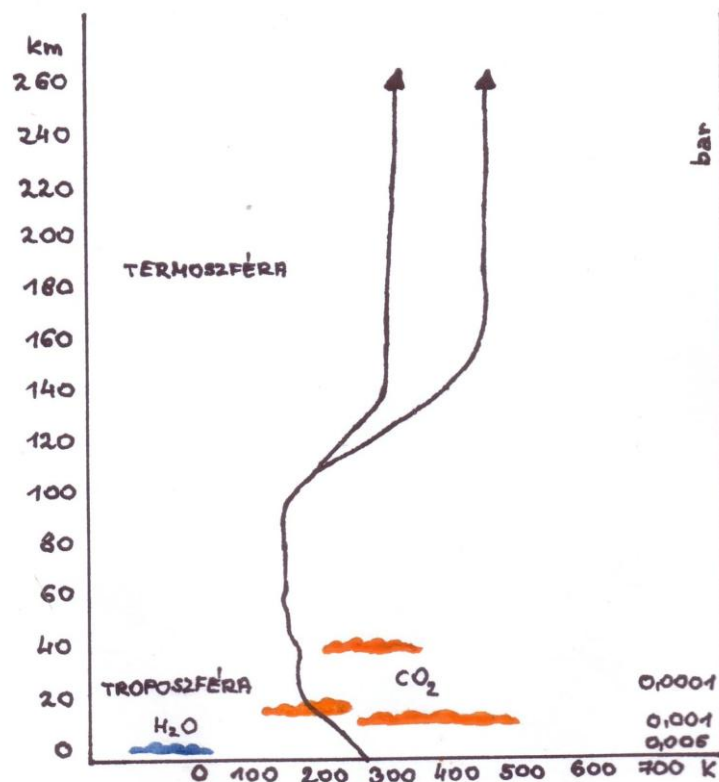
jég szemekké válnak. A jég szemek sűrűsége függ a kialakulásuk mechanizmusától és a környezeti feltételektől. A jégénél alacsonyabb sűrűséget akkor érnek el, ha felépítésükben levegőbuborékok is részt vesznek, nagyobbat pedig akkor, ha a bennük található levegőbuborékokat víz tölti ki (*Geresdi, 2004*).

### 3.4. Mars

A Mars légköre meglehetősen ritka. Az átlagos felszíni légnyomás a földinek csupán 1%-a. Ez az érték viszont évszakosan akár 25%-kal változik (*Glandorf et al., 2002*). Ennek oka a pólussapkák évszakos változása (*Jian és Ip, 2006*). Ahogy az adott féltekén közeledik az ősz, csökken a hőmérséklet, és a légköri vízgőz vékony fagyréteget alkotva kicsapódni kezd a felszínen. Később, a télhez közeledve, ahogy a hőmérséklet tovább csökken és nő az éjszakák hossza, ez a fagyborítás tovább növekszik, és állandósul. Idővel annyira alacsonnyá válik a hőmérséklet, hogy a széndioxid is kifagyásnak indul, végül nagyságrendileg 100 km átmérőjű, méteres vastagságú hideg foltok alakulnak ki a hideg, napfénytől elzárt sarkvidéki területeken (*Kereszturi, 2007*). Ezáltal csökken a légkör tömege, és vele együtt a légnyomás. Tavasszal, amikor az idő újra melegebbre fordul, a kifagyott széndioxid és víz visszaszublimál a légkörbe. Ilyen formában a folyamat a légnyomást, az áramlásokat, valamint a kondenzációkor felszabaduló és a szublimációkor elnyelődő hó hatására a légköri hőmérsékletet is befolyásolja.

Mivel a Mars messzebb van a Naptól, mint a Föld, kevesebb besugárzás éri, a napállandó kb. 43%-a a földinek. Ezen kívül a pálya excentricitása is sokkal nagyobb, aminek következtében egy keringés alatt a minimális és a maximális besugárzás között az átlaghoz képest 40%-os eltérés tapasztalható. Ezért naptávolban a felszíni átlaghőmérséklet 20–30°C-al alacsonyabb, mint napközben (*Kereszturi, 2007*). Az év során a minimális hőmérséklet lesüllyedhet akár -140°C-ig, a maximum pedig délen, a nyár folyamán elérheti a +20°C-t is. Fellép egy gyenge üvegházhatás is a légkörben, aminek a hatására a hőmérséklet kb. 5°C-kal magasabb, mint egyébként lenne. Ez a melegedés sokkal kisebb mértékű, mint a Föld esetében, de nem elhanyagolható.

Annak ellenére, hogy vékony, a por és jég szemcsék jelenléte egy komplex dinamikát ad a légkörnek. Ez rendkívül erős szeleket eredményez, valamint változó, alacsony szintű ködöket, évszakos deret, magas szintű felhőket és porviharokat alakít ki.



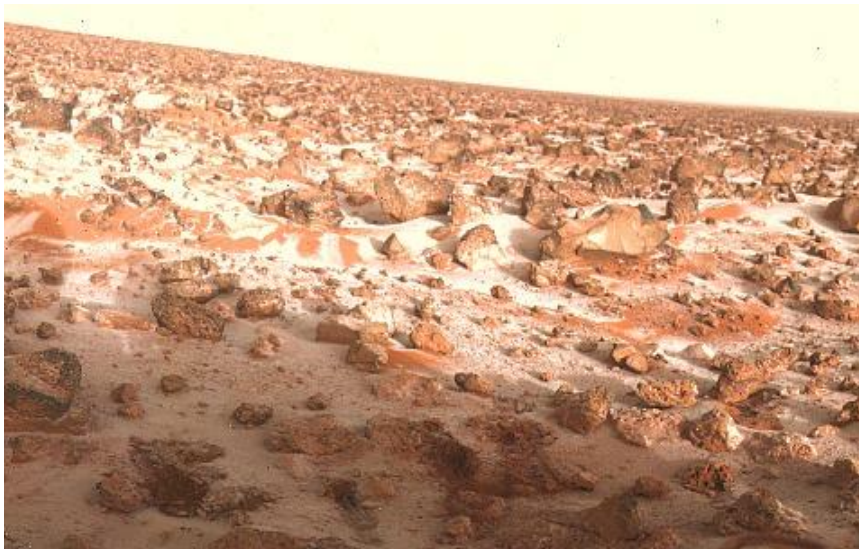
3. ábra: A Mars légkörének vertikális szerkezete és felhői  
Az ábra forrása: Bérczi és mtsai, 2002

### 3.4.1. A légköri porciklus

A légköri porciklus nagy jelentőséggel bír a Mars légkörében. Az aeroszol részecskékként szolgáló porszemek egyrészt segítik a nukleációt, ezáltal a heterogén kondenzációt, valamint sugárzáselnyelőként is szolgálnak, aminek következtében melegítik az atmoszférát, és csökkentik a függőleges hőmérsékleti gradienst. A ciklus legfőbb megnyilvánulási formái a különböző méretű porviharok. Ezek közül a legnagyobb hatással bírók a globális porviharok, amelyek az egész bolygóra kiterjednek, és akár egyharmad marsi éven keresztül is eltarthatnak. A legnagyobb vihar-intenzitás idején a por 60 km-es magasságig is feljut. Egy globális vagy regionális porvihar a légkör 40-50 km alatti régióját 1-2 nap alatt 5-30°C-al melegítheti (Kereszturi, 2007). Egy ilyen esemény után a légkör kitisztulásához hetek, vagy akár hónapok szükségesek. A porszemek 60±10%-ban szilícium-dioxidból állnak, de a bazalt is gyakori. Ezek mellett földpát, kvarc, csillámpala és néhány százalékban titán-dioxid jelenlétét is kimutatták (Rákóczi, 1998).

### 3.4.2. Dér

A deret először a Viking-2 leszállóegysége figyelte meg a marsi tél idején (Francis, 1988). Nagy meglepetést okozott a tudósoknak, hogy az előtte egy éven keresztül sivár marsi felszínen egyszerre fehér foltok jelentek meg, főleg a sziklák északi oldala mentén. Összetétele vízjég. Ahogy a Mars egyes területein közeledik az ősz, a csökkenő hőmérséklet következtében a vízgőz kicsapódásnak indul a felszínen. Eleinte csak éjszakánként van erre lehetőség, mert csak ekkor hűl le a levegő a szükséges mértékben. A délelőtt folyamán az egyre magasabbra emelkedő Naptól származó besugárzás hatására a jég szublimál, majd a következő éjszaka ismét kifagy. Az így kialakuló marsi deret a Phoenix-küldetés keretében látványos képek formájában sikerült megörökíteni (Kereszturi, 2008a).



4. ábra: A Viking-2 felvétele a marsi dérről  
Forrás: Kereszturi, 2008a

### 3.4.3. Felhőzet

A Mars légkörében háromféle felhőfajtát különíthetünk el, vízjég-, széndioxid-, és porfelhőket. A porfelhőkkel ebben a dolgozatban nem foglalkozom, mert esetükben nem megy végbe kondenzáció. A két kondenzációra képes anyag a víz és a széndioxid. A felhők, eloszlásukat tekintve elhelyezkedhetnek a légkör magasabb szintjein, vagy a felszínhez közelebbi régiókban is. Utóbbiakat inkább ködökként szokás emlegetni, de a kettő megkülönböztetése nem megalapozott (Kereszturi, 2007).

### 3.4.3.1. Vízjég-felhők

A vízciklusban a Marson számottevően kevesebb víz vesz részt, mint a Földön. Emellett nagy a légköri koncentráció ingadozása is, a maximális és a minimális koncentrációs értékek között majdnem egy nagyságrendbeli különbség van. Becslések szerint a légkörben egyszerre 1-2 km<sup>3</sup> mennyiségű víz lehet jelen.

A vízjég-felhők morfológiailag a földi cirruszokra hasonlítanak. Az 5 és 60 km-es magasságok között jellemzőek. A napi ciklus szerint erős változékonyságot mutatnak. Reggel és este gyakoriak, délutánonként főleg a nagyobb vulkánok felett mutatkoznak. Az éjszakai oldalon leginkább naptávolban azonosítottak ilyen típusú felhőket. Ezek alacsony szintűek, sűrűbbek, mint a nappal megfigyelhető változataik, és napfelkelte után általában széteszlanak, vagy magasabbra emelkednek. Jellegzetes felhőalakzat a trópusi felhőöv a d.sz. 10-es és az é.sz. 30-as fokok között, az északi tavasz és nyár idején. A déli féltekén ugyanezekben az évszakokban nincs ehhez hasonló képződmény. A Tharsis-vulkánok felett egész évben jellemző az erős felhőborítás. Ehhez hasonlóan egyes mélyedésekben, mint a Hellas-medencében vagy a Valles Marineris árokrendszerében szintén tartós a köd jelenléte (*Kereszturi, 2007*).

Az Opportunity egy fotósorozatán sikerült a felszínről egy konvektív felhő fejlődését nyomon követni.

### 3.4.3.2. Hópelyhek a Marson

A Phoenix-szonda 2008-ban a LIDAR meteorológiai berendezése segítségével a földihez hasonló havazást rögzített a Mars légkörében (*Kereszturi, 2008b*). A légkör-felszín kölcsönhatásokat vizsgáló műszer egy 4 km magasan elhelyezkedő felhőből hulló hópelyheket azonosított a felszínről. A hópelyhek anyaga még esés közben elszublimált. Bár előzőleg több elmélet született a jelenséggel kapcsolatban, ez volt az első alkalom, hogy közvetlenül sikerült megfigyelni.

### 3.4.3.3. Széndioxid-felhők

A széndioxid kifagyásához rendkívül alacsony, 150 K körüli hőmérséklet szükséges. Főleg a sarki területeken tapasztaltak olyan alacsony szintű ködöket vagy felhőket, amelyeket a lehűlő légkörből kifagyó széndioxid kristályok alkotnak. Ezek a

ködök főleg télen, illetve éjszaka keletkeznek, és nem emelkednek magasabbra 15 km-nél. A Mars Express ezen felül a ködöknél jóval magasabban, 90-100 km környékén elhelyezkedő, ritka széndioxid-felhőket is azonosított (*Kereszturi, 2006*). Ezek a felszínről nehezen megfigyelhetők, viszont napfelkelte előtt vagy naplemente után láthatóvá válhatnak, a földi éjszakai világító felhőkhöz hasonlóan. A keletkezésükhöz szükséges kondenzációs magvakként a magasba feljutott, kb. 100 mikrométeres átmérőjű porszemek szolgálhatnak (*Kereszturi, 2007*).

### **3.5. Jupiter**

A Naprendszerben a Jupiter rendelkezik a legkiterjedtebb légkörrel. Sokak szerint ez a légkör jól reprezentálja a fiatal Nap körül formálódó szoláris köd kezdeti összetételét.

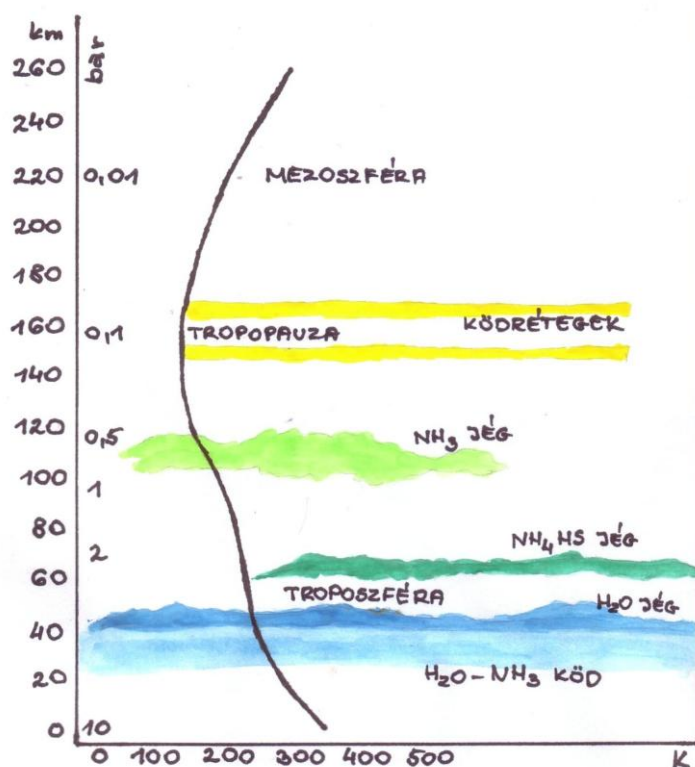
#### **3.5.1. A légkör felépítése**

Szerkezetileg a légkör négy rétegre osztható. Ahogyan azt korábban említettem, a gázbolygónál szilárd felszín hiányában a magasságot az 1 bar nyomási szinttől számítják. A troposféra alsó határát 90 km-el az előbbi szint alatt, 10 baron húzták meg. Itt a hőmérséklet 340 K. A troposféra alsó rétegei folyamatos átmenetet képeznek a bolygó belső, folyékony halmazállapotú régiói felé. Felfelé haladva a hőmérséklet a tropopauzáig csökken, ami kb. 50 km-el a látható felhők felett, a 0,1 bar nyomási szint mentén helyezkedik el. Itt a hőmérséklet elér egy minimumot, majd a sztratoszférában újra emelkedésnek indul. A sztratopauza mentén, 320 km-es magasságban és 1  $\mu$ bar nyomáson 200 K körül alakul (*Seiff et al., 1998*). A termoszférában tovább folytatódik a melegedés. Az exoszférában a sűrűség felfelé haladva fokozatosan csökken, míg végül a légkör anyaga átmegy a bolygóközi térbe.

#### **3.5.2. Felhőzet**

Megfigyelésekből azt látjuk, hogy felhők mindenfelé megtalálhatók a Jupiter légkörében. Termokémiai modellek eredményei alapján feltételezhető, hogy az egész bolygó felhőkkel borított (*Atreya et al., 2005*). Ez a felhőrendszer formailag és összetételében is rendkívül összetett.





5. ábra: A Jupiter légkörének vertikális szerkezete és felhőzete  
Az ábra forrása: Bérczi és mtsai, 2002

### 3.5.2.1. A felhőzet vertikális szerkezete

A felhőzet struktúrájának meghatározásához olyan termokémiai egyensúlyi modelleket hoztak létre, amelyek egy adiabatikus hőmérsékleti profil mellett hidrosztatikai egyensúlyi számításokat végeznek, lényeges, hogy szoláris összetétel mellett. Ezek a modellek alkalmasak a fotokémiaiilag stabil összetevők vertikális eloszlásának, és a felhőalapok helyzetének meghatározására.

Az első ilyen vizsgálatok Lewis nevéhez köthetők. 1969-ben kiadott tanulmányában három felhőréteget különít el a Jupiter légkörében. Leírja, hogy ahogy a hőmérséklet a magassággal csökken, az első anyag, ami kondenzálódik, a víz. Ezt egy ammónium-hidroszulfid ( $\text{NH}_4\text{SH}$ ) kondenzációs szint követi, a felső, látható felhőréteg anyaga pedig ammóniajég ( $\text{NH}_3$ ).

Ezek alapján, a szoláris összetételűnek feltételezett légkörben, termokémiai egyensúly fennállása esetén az alsó felhőréteg alapja a 270 K körüli hőmérsékleti értékekhez köthető. A középső felhők alapja 200 K-en helyezkedik el, a felső felhőrétegé pedig 145 K-en található (Hunten et al., 1986). A nyomásviszonyokat tekintve egy olyan elfogadott elmélet alakult ki, amely az ammóniafelhőket 0,5-1, az

ammónium-hidroszulfid kondenzációs szintjét 2-4, a vízjégfelhőket pedig 5 és 7 bar közé helyezi (*Roos-Serote et al., 1999*).

Barbara E. Carlson, Michael J. Prather és William B. Rossow újraelemezte ezeket az adatokat, és az újabb megfigyelésekkel kiegészítve arra jutott, hogy a nyomás-hőmérséklet profil a Jupiter légkörében lényegesen eltér attól, amit Lewis alapul vett (*Carlson et al., 1987*). Az általuk kidolgozott, új nyomás-hőmérsékleti profil alkalmazásával a felhőalapok helyzete a korábban számítottéhoz képest elmozdul az alacsonyabb nyomású helyek irányába, mivel a felhők nagyjából ugyanazokon a hőmérsékleteken keletkeznek.

Sato és Hansen, 1979-ben közölt eredményeik alapján arra következtettek, hogy az ammóniafelhők alatti régióknak relatíve átlátszónak kell lennie a 3-5 bar nyomási szintekig. Ez a megkötés nem zárja ki az ammónium-hidroszulfid-felhők létezését, amelyeket 1,8 bar közelébe helyeznek, viszont arra utal, hogy ezek a felhők optikailag nem vastagok, ahogy azt a korábbi modellek alapján gondolták. 3-5 bar nyomáson egy jól visszaverő réteg jelenlétét feltételezik, amely megegyezik a vízfelhők várt elhelyezkedésével (*Hunten et al., 1986*). Bézard azonban, 1983-ban kiadott tanulmányában azt írja, hogy egy meglehetősen vastag felhőrétegnek kell lennie 1 és 4 bar között, és hogy erre a legmegfelelőbb összetevő az ammónium-hidroszulfid.

Kiváló lehetőség kínálkozott ezen elméletek ellenőrzésére 1995-ben, amikor a Galileo szonda belépett a Jupiter légkörébe, és értékes adatokat szolgáltatott a légköri összetételre, felhőszerkezetre, szélre, hőmérsékletre, nyomásra, turbulenciára és a villámokra vonatkozóan. Ez volt az első alkalom, hogy szonda egy gázóriás atmoszféráját közelről tanulmányozta. Útja során viszont csak nagyon kis mennyiségben talált kondenzációra képes gázokat, még jóval a várt kondenzációs szintek alatt is. Méréseit a tervezett 0,1 bár ellenére a 0,44 bar nyomási szinten kezdte. Sikertelenül kimutatnia egy rendkívül ritka, apró részecskékből álló, nagy valószínűséggel ammóniajég anyagú felhőt 0,45 bartól kezdődően felfelé. 0,45 és 1 bar között elszórva tudott csak szilárd részecskéket azonosítani, ezután azonban egy jól elhatárolható, feltételezhetően 2,3-5,1  $\mu\text{m}$  közti átmérővel rendelkező, valószínűleg ammónium-hidroszulfid részecskékből álló, az előzőhöz hasonlóan ritka felhőt talált nagyjából 1 bartól lefelé, egy éles határig 1,35 baron. Ettől lejjebb nem sikerült számottevő vastagságú felhőt kimutatni, egész a 12 bar szintig, ahol a műszerek mérései már megbízhatatlanná váltak (*Sromovsky és Fry, 2002*). Egy nagyon kicsi vertikális kiterjedésű, vékony felhőt 1,6 baron és ettől lejjebb, 2,5-3,6 bar környékén még egy,

ennél is vékonyabb részecsketarulást lehet még elkülöníteni (*Atreya et al., 1999*). Az 1,6 bar környéki vékony felhőréteget az előrejelzett vízfelhőkkel hozzák összefüggésbe. Sokak szerint ezek a mérések nem reprezentálják a Jupiter teljes felhőszerkezetét.

Atreya et al. a kondenzációra képes gázoknak a Galileo szonda és keringő egység által mért keverési arányait vette alapul számításaihoz, amelyeket 1999-ben közölt. Ezek a keverési arányok jóval kisebbek voltak a korábban feltételezettnél. Az így kapott eredmények az ammónia kondenzációs szintjét a 0,5 bar, az ammónium-hidroszulfidét az 1,34 bar, a vizét pedig az 1,6 bar nyomási szintre teszik. Ez megfelel a szonda által megfigyelt struktúrának, azzal, hogy a feltételezett vízrészecskék jelenléte a mért adatok szerint elhanyagolható (*Sromovsky és Fry, 2002*).

### **3.5.2.2. Szélességfüggés és csapadék**

Cs. Palotai és T. Dowling, 2005-ben kiadott cikkükben az általuk EPIC modellnek nevezett dinamikus, háromdimenziós modelljük eredményeit adták közre a víz- és ammóniafelhők vizsgálatára vonatkozóan (*Palotai és Dawling, 2005*). Általános megközelítésben céljuk egy valóság-hű, szélesség- és nyomásfüggő zonális szél és hőmérsékleti profil meghatározása volt, amelyek figyelembe vételével egy következetes, interaktív felhőszerkezet modelljét kívánták létrehozni. A modell 0,01-től 8 barig 40-45 függőleges réteget vizsgált, különösen magas felbontásban azokat a régiókat, ahol feltételezhetően felhőképződés zajlik. Az eredmények azt mutatták, hogy a felhők vastagsága és alapjaik elhelyezkedése erősen függ a földrajzi szélességtől. Az ammóniafelhők hol vékony, hol vastag régiókat alkotnak. A vízfelhők szélességi elterjedése a felettük lévő ammóniafelhőkét tükrözi.

A modell szerint a vízfelhők legtöbbje jégkristályokból tevődik össze, de 5 bar környékén folyékony vízcseppeket tartalmazók is vannak. A folyékony víz jelenlétére más forrás is utal (*Atreya és Kuhn, 2006*). Ez utóbbi olyan modellfuttatási eredményeket közöl, amelyek alapján az 5 bar nyomáson még vízjég anyagú felhő lejjebb folyékony vízcseppeket tartalmaz. A felhő anyaga valójában az ammóniának egy vizes oldata, és akár a 10 bar nyomási szintig is lenyúlhat. A vízjégfelhők a Jupiteren sokkal masszívabbak, mint a Földön. Ezek alkotják a legsűrűbb felhőréteget az atmoszférában, és ezek vannak a legnagyobb hatással a légköri dinamikára is. Ennek oka a víz magasabb kondenzációs hője, valamint az, hogy a többi aeroszol részecskét alkotó anyaghoz viszonyítva nagyobb mennyiségben van jelen. Az EPIC modell alapján a

vízfelhők adnak csapadékot, amely szilárd halmazállapotú hóként indul, esés közben folyékony vízcseppé alakul, végül elpárolog. Korábbi tanulmányok arra utalnak, hogy az ammóniafelhők szintén adhatnak gyenge csapadékot (*Carlson et al., 1988*).

### **3.5.2.3. Színviszonyok**

A Jupiter légkörében minden feltételezett felhőréteg anyaga eredetileg fehér színű. A megfigyelések azonban nem ezt mutatják, különböző színű, világosabb és sötétebb részek különíthetők el a bolygó látható felületén. Kérdés, hogy milyen összetevők hatására alakulnak ki ezek a színeződések. Egyik elsődleges jelölt a kén vagy kénszármazékok. Ez a feltételezés Lewis és Prinn munkáihoz köthető. Szintén Lewis és Prinn, egy későbbi írásukban a Nagy Vörös Folt színének kialakításáért a vörös foszfort tették felelőssé, de úgy vélik, hogy egyéb foszfor tartalmú összetevők is előfordulhatnak. A különböző szerves eredetű anyagok jelenléte sincs kizárva, erről Sill, Prinn és Owen munkáiban olvashatunk (*Hunten et al., 1986*).

### **3.5.2.4. Ködök**

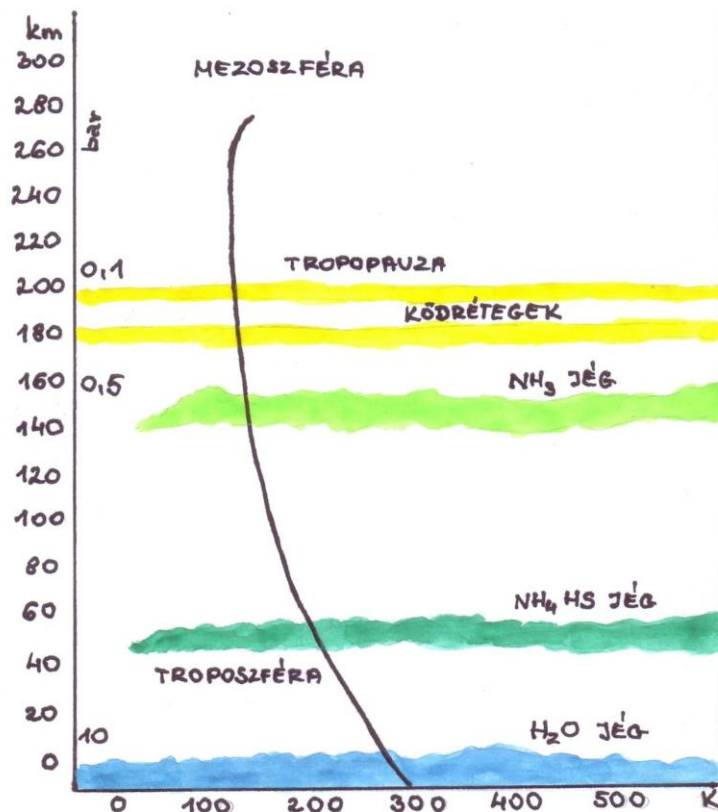
A felhők felett különféle troposzférikus és sztratoszférikus ködrétegeket is megfigyeltek. Ilyen ködök létezése bizonyított sok eltérő magasságon a felső troposzférában és a sztratoszférában is. Ezek tulajdonságai helyről helyre eltérőek, és változnak az idővel (*Hunten et al., 1986*). A sztratoszférikus ködök szintjén a nyomást 0,1 bar körülnek becsülik, a ködöt alkotó részecskék átmérőjére 0,2-0,5  $\mu\text{m}$  közti értékeket feltételeznek. Kialakulásukat policiklusos aromás szénhidrogének kondenzációjával magyarázzák (*Atreya et al., 2005*).

## **3.6. Szaturnusz**

A Szaturnusz atmoszférája összetételében, vertikális szerkezetében és felhőrendszerében is nagyon hasonlít a Jupiteréhez. Gravitációs ereje valamelyest kisebb, mint a Jupiteré, légköre a Naptól való nagyobb távolsága következtében hidegebb. A Szaturnuszra jellemzőek a legerősebb szelek a Naprendszerben. A Voyager a bolygót megközelítve 1800 km/h sebességű szeleket mért. Ezek az erős légmozgások

intenzív légköri dinamikára utalnak. A megfigyelésekből arra következtethetünk, hogy a vertikális átkeverés a légkörben jóval erősebb, mint a Jupiteren (Atreya et al., 1999).

### 3.6.1. Felhőzet



6. ábra: A Szaturnusz légkörének vertikális szerkezete és felhőzete

Az ábra forrása: Bérczi és mtsai, 2002

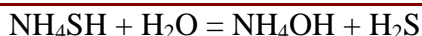
#### 3.6.1.1. Vertikális felhőszerkezet

A Szaturnuszon, ugyanúgy, mint a Jupiteren, három elkülönülő felhőréteget különböztetünk meg. A kondenzációra képes anyagok itt is, a felső kondenzációs szinttől lefelé haladva az ammónia, az ammónium-hidroszulfid és a víz. Az ammónia ammóniajéggé alakul, a kén-hidrogén ( $H_2S$ ) ammóniával reagálva ammónium-hidroszulfidot ( $NH_4SH$ ), vagy ammónium-szulfidot ( $(NH_4)_2S$ ) eredményez, a vízből pedig vízjég, vagy az ammóniának egy vizes oldata (ammónium-hidroxid) keletkezik (Atreya et al., 1999). A Szaturnuszon a felhők és az azokhoz kapcsolódó kondenzációra képes anyagok általában rétegzett formában találhatók (Baines et al., 2009).

A felhőrétegek nyomási és hőmérsékleti viszonyaira kapott értékek függenek attól, hogy a kondenzációra képes anyagok milyen összetételét vesszük alapul a

számításokhoz a szoláris összetételhez képest. Ötszörös szoláris összetétel mellett, vagyis ha a szoláris előfordulási arány ötszörösét vesszük alapul, a víz a 20 bar nyomási szinthez közel kondenzálódik, 250 km-el a megfigyelhető felhők alatt, ahol a hőmérséklet 330 K. Efölött 70 km-el, 10 baron fagy meg, valamivel nagyobb nyomáson, mint a Jupiteren. Feltételeztem a vízfelhők erőteljes vertikális transzportja, amelyet a kondenzáció során felszabaduló kondenzációs hő vezérel. Az ammónium-hidroszulfid- és ammóniafelhők fő kondenzációs szintjeit 54 és 149 km-el a 10 bar szint fölé, a 6 és 1,8 bar nyomási szintek közelébe helyezik. Az ezekhez tartozó hőmérsékletek rendre 234 K és 162 K (*Baines et al., 2009*). Egyéb források azonban a különböző felhőrétegeket alacsonyabb hőmérsékletekhez kötik.

A víz kondenzációjából felszabaduló energia, mint azt az előbbieken említettem, felfelé irányuló transzportfolyamatokat eredményezhet, így különböző anyagokat nagyobb magasságokba juttathat el. Így pl. ha a 20 bar közelében kondenzálódott vízcseppeket magasabbra szállítja, azok reagálhatnak az ott jelenlévő molekulákkal, pl. ammónium-hidroszulfiddal. A lejátszódó hidrolitikus folyamatok eredményeképpen új anyagok jöhetnek létre, többek között ammónium-hidroxid (NH<sub>4</sub>OH), ami a vízgőz és az ammónium-hidroszulfid reakciójából keletkezik 6 bar nyomáson (*Baines et al., 2009*).



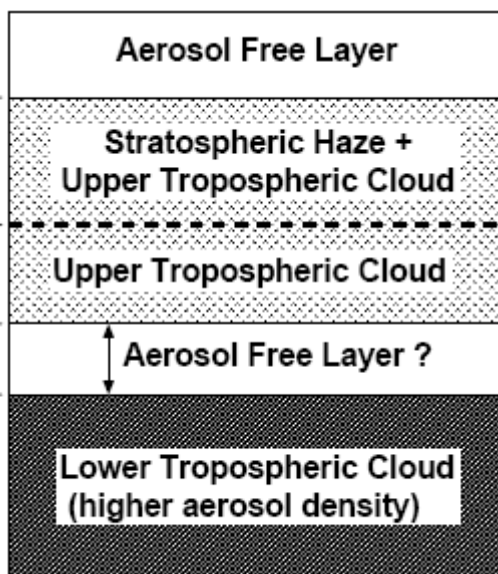
Ezeket az újonnan keletkezett molekulákat a Szaturnusz légkörében fellépő elektromos kisülések tovább disszociálhatják.

Újabb keletű színképes vizsgálatok jelentős átlátszatlanságot mutatnak a 4 bar nyomási szinten és az alatt, abban a régióban, ahol az ammónium-hidroszulfid kondenzációs szintjét feltételezik. Ezek a mérések optikailag sűrű, nagy részecskékből álló felhőkre utalnak a víz fagyási szintje felett (*Baines et al., 2009*).

A Szaturnusz légkörében a Jupiteréhez képest általánosságban nagyobb az aeroszol részecskék mérete és mennyisége. Az aeroszol részecskék jelen esetben a jelenlévő gázok kondenzációjával kialakult, felhőt alkotó részecskék. A troposzférához és a sztratoszférához tartozó aeroszol részecskéket a legfrissebb tanulmányokban külön tárgyalják.

Egy 2003-ban kiadott tanulmányban a Szaturnuszra vonatkozó, különböző hullámhosszakon nyert adatokból az egyenlítői régió vertikális szerkezetét modellezték

amerikai tudósok (*Temma et al., 2005*). A legvalószínűbbnek egy háromszintű felhőszerkezeti modell bizonyult, amelyet a következő ábra mutat be.



7. ábra: A Szaturnusz egyenlítői régiójának vertikális szerkezete  
Forrás: Temma et al., 2005

A legfontosabb eredmények a modellt illetően a következők. Az alsó troposzférában nagyobb aeroszol sűrűség valószínűsíthető, az viszont nem nyilvánvaló, hogy ez az aeroszol réteg önmagában létezik-e, vagy egy diffúz felhő része. A felső troposzférikus felhő az egyenlítői régióban a sztratoszférába is kiterjed, ezzel egy felfelé történő légköri mozgás létezésére utal. Általánosságban az aeroszol részecskék mérete ebben a rétegben növekszik a mélységgel. A részecskék átmérője a sztratoszférában  $0,15 \mu\text{m}$ , a troposzférában  $0,7\text{-}0,8 \mu\text{m}$  és  $1,5 \mu\text{m}$  közé esik. A szaggatott vonal a tropopauza szintjét jelöli.

### 3.6.1.2. Szélességi eloszlás és időfüggés

Egy 2005-ben kiadott tanulmányban a Hubble űrtávcső 134 db, 1991 és 2004 között készült képét analizálták (*Karkoschka és Tomasko, 2005*). Céljuk az aeroszol részecskék hely- és időbeli változásainak tanulmányozása volt. Legfontosabb eredményeik a következők. A felső troposzférában található aeroszol rétegek optikai mélysége erősen függ a szélességtől. Ez igaz a sztratoszférikus aeroszolokra is, amelyek esetében az optikai mélység a pólusokon a legnagyobb, a közép és alacsony szélességek felé azonban gyorsan csökken. Míg a felső troposzférában az aeroszol részecskék

szerkezete évszakos változásokat mutat, a sztratoszférában ez nagyjából állandó az időben. A troposzférában az aeroszol részecskék mérete is jelentősen évszakfüggő. Nyáron a legnagyobbak, és télen a legkisebbek.

### 3.7. Titán

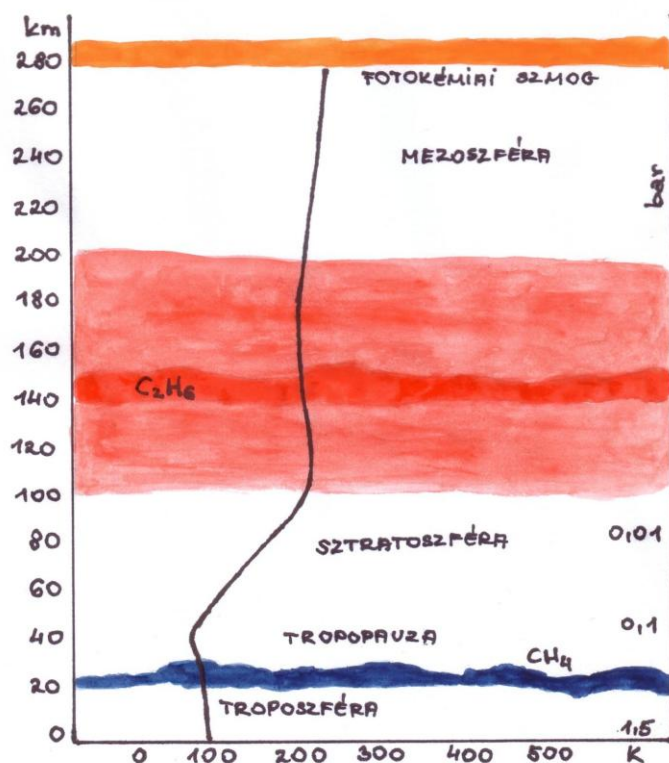
A Titán, a Szaturnusz legnagyobb holdja az egyetlen hold a Naprendszerben, amely számottevő atmoszférával rendelkezik. Azért tartom fontosnak megemlíteni, mert itt is megfigyelhetők kondenzációs folyamatok. A légkör fő alkotói 95%-ban a nitrogén és 5%-ban a metán. Ez a légkör meglehetősen vastag. A felszínen a nyomás kb. másfélszerese a földinek, a hőmérséklet az egyenlítő mentén 93,7 K. Ilyen viszonyok mellett a víz teljesen kifagy az atmoszférából, így az lényegében nem tartalmaz vízgőzt (*Lunine és Atreya, 2008*). A metán, ami köztudottan jó üvegházhatású gáz, létrehoz egy üvegházhatást, aminek következtében a felszíni hőmérséklet magasabb, mint egyébként lenne. A metán mellett etán is előfordul.

#### 3.7.1. Ködborítás

A Titán felszíne köddel borított. Feltételezik, hogy ez a köd összetett szerves molekulákból, tholinokból áll. A nitrogén- és metánmolekulák, ha fotonokkal vagy töltött részecskékkel ütköznek, felszakadhatnak, majd kémiai folyamatok révén összetettebb molekulákká alakulhatnak. Habár a Titán csak 1%-át kapja annak a szoláris besugárzásnak, ami a Földet éri, és a Szaturnusz magnetoszférájából származó töltött részecskék is csak alkalmanként érik el, ez az energia is elég a fotokémiai folyamatok működéséhez. Bizonyított a Titán atmoszférájában villámok előfordulása is (*Pintasilgo és Loureiro, 2009*), amelyek hasonló folyamatokat eredményeznek. Ezek révén egyszerűbb szénhidrogének (etán, acetilén, diacetilén) és nitrilek (hidrogén-cianid, cianogén) keletkeznek. Ezeket valamivel összetettebb molekulák kialakulása követi, mint a propán, bután, poliacetilének és cianoacetilén. A fotokémiai reakciók az ionoszféra-termoszféra régióban indulnak be (kb. 1000 km magasan), de lenyúlnak az alsó sztratoszférába is (kb. 200 km-es magasságba). A kialakult részecskék ~200 km alatt kondenzációra képesek, egész a tropopauza szintjéig, ~40 km-ig. Az így létrejött ködelemek egy része csapadékként le hull a felszínre, és összegyűlik (*Atreya, 2007*). A feltételezések szerint az üledék egy részét a metáneső elmossa a folyókba vagy tavakba,



de nagy mennyiség maradhat érintetlenül a felszínen is. Valószínűleg az előbb tárgyalt köd eredményezi a Titán narancssárga színét. Átlátszatlansága miatt a világrból vizuálisan nem lehet a Titán felszínét megfigyelni.



8. ábra: A Titán légkörének vertikális szerkezete és felhőzete  
Az ábra forrása: Bérczi és mtsai, 2002

### 3.7.2. Metán-ciklus és felhőzet

A Titán atmoszférikus viszonyai kedveznek a metán és etán kondenzációjának. A legfrissebb megfigyelések alapján szórványos elhelyezkedésű és változékony, metánból, etánból vagy egyéb szerves vegyületekből álló felhők képződnek a légkörben. A feltételezések szerint a metán hasonló szerepet játszik a Titán légkörében, mint a víz a Földében (Lunine és Atreya, 2008). A kutatások egy metán alapú hidrológiai ciklusra utalnak: felhőket figyeltek meg, amelyekből időszakosan intenzív eső eshet, valamint bizonyított metán- és etántavak jelenléte is a pólusok környékén. A metán a felszínről a légkörbe párolog, ahol felhőket alkotva kicsapódik, eső formájában lehullik, majd a folyókon keresztül a tavakba jut. Nem rendelkezik azonban a hold globális metánóceánnal, mint ahogyan a Földet egy globális vízóceán borítja. Az aktív időjárási ciklust a Titánon nagy valószínűséggel elsődlegesen a kondenzációból felszabaduló látens hő hajtja (Griffith et al., 2000).

Az északi félteke poláris területein nagyobb számban azonosítottak szénhidrogéntavakat, mint a déli féltekén. Azt figyelembe véve, hogy a vizsgálatok idején az északi féltekén volt tél, a déli féltekén pedig nyár, arra következtetnek, hogy télen a metán csapadék formájában a pólusokra kerül, majd nyáron elpárolog (*SpaceRef, 2008*). Kiterjedésük tehát évszakos változásokat mutat. Az egymás melletti tavakban, úgy tűnik, közel egyforma magasságban található a folyadék szintje. Ebből kiindulva, és egyéb kutatások alapján arra következtettek a tudósok, hogy metán valószínűleg a felszín alatt is áramlik. A folyamat eredményeként a szomszédos tavakban többé-kevésbé kiegyenlítődik a folyadékszint magassága. Úgy gondolják, hogy a tavak mellett a felszín alatti metán is párolog, ezzel növelve a légköri metánkoncentrációt (*Kereszturi, 2009*).

2000-ben gyakori változásokat detektáltak a Titán IR szinképében (*Griffith et al., 2000*), amelyek szórványos felhők jelenlétére utaltak, kevesebb, mint 1%-át takarva a hold felszínének. Többségük a déli póluson koncentráldott, amely akkoriban a Napból származó maximális besugárzás alatt volt. A felhők jelenlétéből a kondenzáció és a lokális konvekció jelenlétére következtettek.

A Cassini szondát a Szaturnusz és rendszere, a holdak közül főleg a Titán tanulmányozására indították. Földi távcsöves vizsgálatok és a Cassini adatai segítségével a felszint borító sűrű köd ellenére is sikerült felhőket azonosítani a Titánon (*Rannou et al., 2006*). Egy részük a déli pólus környékén, más részük a déli szélesség 40. foka körül koncentráldott. A Titán felhőinek tanulmányozására P. Rannou és munkatársai egy általános cirkulációs modellt fejlesztettek ki, mikrofizikai vonatkozásokat figyelembe véve. Munkájukban különböző típusú metán- és etánfelhők kialakulását vizsgálják eltérő szélességeken. A felhők elhelyezkedését, gyakoriságát és összetételét alapvetően a nagyskálájú cirkulációs folyamatokkal magyarázzák.

2006 decemberében a Cassini metánt, etánt és más szerves anyagokat is tartalmazó felhőt detektált, amely 2400 km-es átmérőjével majdnem a teljes északi sarkot beborította, és két héttel később is megfigyelhető volt (*NASA, 2007*). A Cassini vizuális és infravörös hullámhosszakon végzett vizsgálatai arra világítanak rá, hogy a Titán felhőinek horizontális szerkezete, magassága és optikai mélysége erősen dinamikus. A középsőből a felső troposzférába 30 perc alatt felemelkedő felhőket figyeltek meg, amelyek a következő órán belül föloszlottak. A fejlődésüket és gyors

eltűnésüket figyelve arra következtettek, hogy konvektíven alakulnak ki, és esőzések következményeként oszlanak szét (*Griffith et al., 2005*).

A Cassini programjában szerepelt egy leszállóegység felszínre juttatása is a Titánon. A Huygens nevű leszállóegység volt az első olyan űreszköz, amely az eddigi legtávolabbi égitesten sikeresen leszállt. Leszállása közben négy órán keresztül sugárzott adatokat a Cassini fedélzetére. Méréseket végzett többek között a légköri összetételre és a szélsőségre vonatkozóan, valamint számos képet készített a Titán felszínéről is. A képeken nincsenek folyékony szénhidrogénből álló tavak, láthatóak viszont egykori folyadékáramlás nyomai. A leszállás helyén készült felvételek egy száraz folyómedret mutatnak. Mérései alapján a metán relatív nedvessége a felszín közelében 50% (*Tomasko et al., 2005*). A bejövő napsugárzás erősségére vonatkozóan is végeztek méréseket a Huygens fedélzetén található DISR műszerrel (Descent Imager/Spectral Radiometer) 150 km-es magasságból a felszínig, a légköri aeroszolok vertikális eloszlásának vizsgálata céljából. A részecskék sugárzás-visszaverő képessége 140 km-től lefelé növekedett. 80 km-en a részecskesűrűsége  $5 \text{ db/cm}^3$  körüli érték adódott. 80 km alatt az átlátszatlanság lineáris növekedést mutatott a mélységgel (*Tomasko et al., 2008*).

Már több, mint egy évtizede figyelik a Titán felhőzetét. A konvektív felhők fontos szerepet játszhatnak a klímadinamikában és a levegőkémiában. Ezek a felhők és evolúciójuk tanulmányozására fejlesztették ki a TRAMS (Titan Regional Atmospheric Modeling System) modellező rendszert (*Barth és Rafkin, 2007*). Ez egy háromdimenziós, időfüggő, dinamikus és mikrofizikai modell, ami képes a metán- és etánfelhők szimulációjára a Titán atmoszférájában. Abban a környezetben, ahol a Huygens landolt, nincs elegendő potenciális energia konvektív felhők kialakulásához. A modell ezzel szemben rétegszerű felhőzet jelenlétét adja a 10 km-es magassági szint közelében. A modell alapján a magasabb felszíni nedvességtartalmú szimulált környezetekben képződhetnek konvektív felhők, amelyek esetében a felhőtető 25-40 km közti magasságokban helyezkednek el. A légkörben kicsapódó, felhőt alkotó részecskék maximális átmérője pár száz  $\mu\text{m}$ . Ezek azonban egyesülhetnek, így 1 mm-nél nagyobb cseppek is képződhetnek. Elég nedves környezetben a keletkező esőcseppek elérhetik a felszínt. Hogy mennyi eső esik egy felhőből, az nagyrészt a részecskék méretének függvénye.

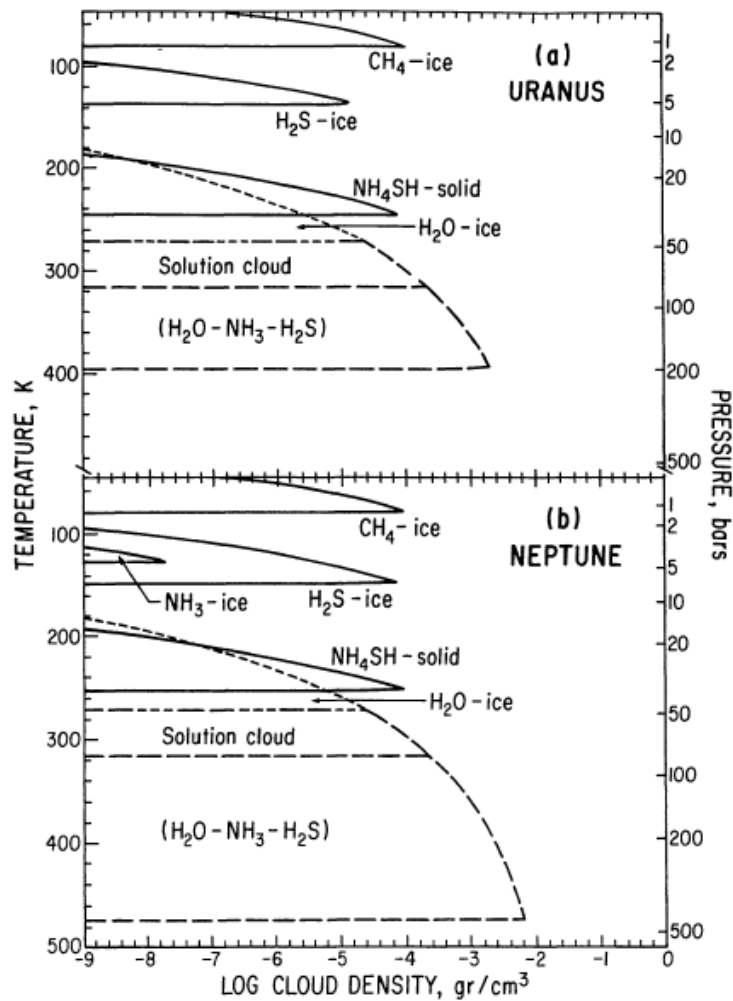
### 3.8. Uránusz és Neptunusz

Az Uránusz és a Neptunusz, a Naprendszer két külső bolygója sok hasonlóságot mutat. A Naptól való távolságaik miatt alacsonyabb hőmérsékleti viszonyok jellemzik őket. Nagyobb arányban tartalmazznak metánt, ammóniát és vizet, mint belső szomszédai. Az általánosan kék árnyalatú színüket a gázfázisú metán jelenléte okozza. A föld- és úrbázisú megfigyelések mindkét bolygót dinamikus világnak mutatják be, amelyet állandó, kisebb-nagyobb változások jellemeznek (*Rages, 2008*).

#### 3.8.1. Felhőzet

Az Uránusz és a Neptunusz atmoszférájának összetétele és termális szerkezete kondenzációs folyamatok révén kialakult felhők jelenlétére utalnak a troposzféra különböző szintjein. Mikro-, infravörös- és rádióhullámú mérések segítségével a felhőszerkezet közvetlenebbül megfigyelhető. A vertikális szerkezetek meghatározása adiabatikus hőmérsékleti profil alapján történik, amely mellett azt vizsgálják, hogy az adott termodinamikai viszonyok között milyen kondenzációs folyamatokra van lehetőség. A felhőképződési szinteken a hőmérsékleti profilra hatással van a kondenzációból, vagy egyéb reakciókból származó látens hő felszabadulása (*Lunine, 1993*).

A 9. ábra a lehetséges kondenzációs szinteket mutatja az Uránusz és a Neptunusz troposzférájában, a hőmérséklet és a nyomás függvényében (*Lunine, 1993*). Ez a szerkezet elméleti, csak a felső, metánból álló felhőket sikerült közvetlenül megfigyelni. Az ábra de Pater-től származik (1991). Ő a metán mennyiségét a két bolygó légkörében a szoláris mennyiség 30-szorosának vette, a kénét 10-szeresnek az Uránuszon és 30-szorosnak a Neptunuszon. Az ammóniára nézve a szoláris összetételt vette alapul. A vízre két különböző előfordulási arányt vizsgált, egyrészt a szoláris összetétel arányát, másrészt ugyanazt, amit a kén esetében feltételezett. Az ábrán a vonalkázott görbe egy ammóniát és kén-hidrogént, mint oldott anyagokat tartalmazó vízfelhőt jelöl. A felső vonalkázott görbe, mint felhőalap, a szoláris vízmennyiségre vonatkozik, az alatta lévő pedig a növelt értékekre.



9. ábra: Az Uránusz és a Neptunusz vertikális felhőszerkezete  
 Forrás: Lunine, 1993

Az eredmények alapján a külső bolygók troposzférájának alsó rétegeiben vízfelhők alakulnak ki. A vízcseppekbe számottevő mennyiségben épülhet be a környező területekről ammónia és kén-hidrogén. A vízcseppek túlhűtése itt is lényeges lehet, mint a földi légkör esetében. Hatására a víz folyékony halmazállapotú lehet több tíz fokkal a fagyási pont alatt is.

Rögtön a vízfelhők bázisa felett termodinamikailag stabil az ammónium-hidroszulfid, és megfelelő sebességű kinetikus folyamatok esetén felhőket alkothat. A feltételezések szerint a kén-hidrogén és az ammónia reakciójából keletkezik, így a kén-hidrogén az ammónia jó részét kivonja a légkörből, mielőtt az nagyobb magasságokban önálló felhőket alkotna. A Neptunuszon viszont, ahol a légkör 6 bar nyomási szintjéig vannak adataink, a mikrohullámú mérésekből egy ammóniafelhőre is lehet következtetni az 5 bar környékén. Az Uránuszra ilyen jellegű adataink nincsenek, mivel csak a 2 bar nyomási szintig végeztünk méréseket. A földbázisú megfigyelések viszont arra utalnak,

hogy az ammónia teljes mennyisége oldatot alkothat a kén-hidrogénnel, így nincsenek a légkörben önálló ammóniafelhők.

A felső kondenzációs szinten a vizuálisan is megfigyelhető metánfelhők képződnek. Ez a szint az Uránuszon 1,2 baron, a Neptunuszon 1,7 baron helyezkedik el.

Az Uránusz és a Neptunusz felhői rendkívül masszívak, 10-szer, vagy 100-szor olyan sűrűek, mint a Föld legsűrűbb vízfelhői (*Carlson et al., 1988*).

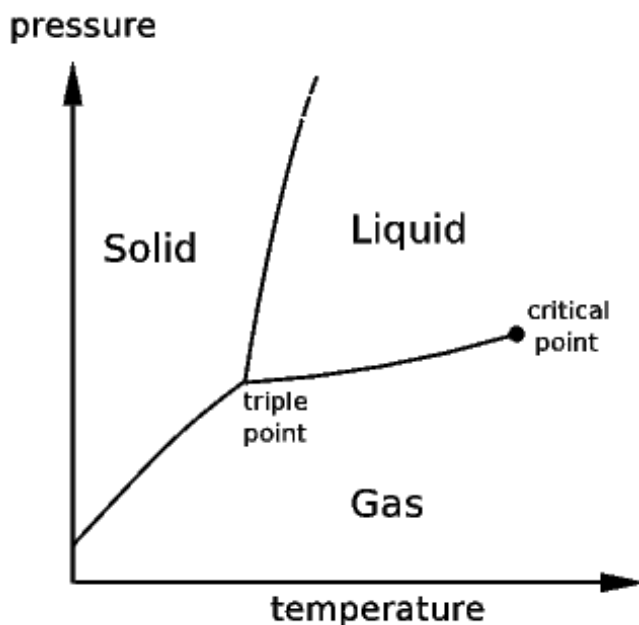
A konvekciós folyamatok tanulmányozásából arra következtethetünk, hogy azok a Neptunuszon aktívabbak, mint az Uránuszon. A konvekció magasabbra szállítja a kondenzációra képes anyagokat (víz, ammónia, kén-hidrogén) a légkörben, ezáltal egyes régiókban ködösödést okoz. Megfelelő körülmények között ezek az anyagok kondenzálódnak, felhőket alkotnak, majd kiülepsznek, így az előbbi régiók világosabbá válnak. A Neptunuszon a konvekciós aktivitás messzebbre kiterjed, a pólusok felé, mint az Uránuszon (*Hofstadter et al., 2008*).

Az ECCM (The Equilibrium Cloud Condensation Models) modell az óriásbolygók többrétegű vertikális felhőszerkezetét vizsgálja. Mikrohullámú észlelésekből érdekes eltéréseket tapasztaltak az Uránusz és a Neptunusz spektrumában, a 3-5 bar nyomások közti régióban. Erre a modell alapján két különböző magyarázatot adtak. Első esetben a kérdéses régióban egy kén-hidrogén-jég anyagú felhő okozza az eltéréseket. Egy ilyen felhő akkor tudna formálódni, ha az ammónia csak nagyon kis mennyiségben lenne jelen. A másik lehetőség egy foszfin tartalmú felhőréteg. Megfelelő körülmények között kén-hidrogén- és foszfinfelhők képződésére is van lehetőség a 2 és 8 bar nyomási szintek között (*Mihalka et al., 2009*).

#### **4. A fázisdiagramok használhatósága a planetáris meteorológiában**

A fázisdiagramok megadják, hogy egy anyagi rendszerben, adott állapothatározók mellett, egyensúlyi állapotban az anyagnak milyen fázisai lehetnek jelen. Általában a nyomás és a hőmérséklet függvényében ábrázoljuk őket. Az egyes fázisok – szilárd, folyadék, gáz - területeit az egyensúlyi görbék választják el egymástól. A görbék által jellemzett értékpárok mellett a szomszédos két fázis egyensúlyban van, vagyis egyidejűleg létezhet. Az egyensúlyi görbék metszéspontjában a hármaspontot találjuk, azt a pontot, ahol mind a három fázis egyensúlyt tart, így mindegyik egyszerre

van jelen. Másik jellemző pontja a fázisdiagramnak a kritikus pont. A kritikus pont értékeit meghaladva a folyadékfázis megszűnik (*Lengyel és mtsai, 1960*).



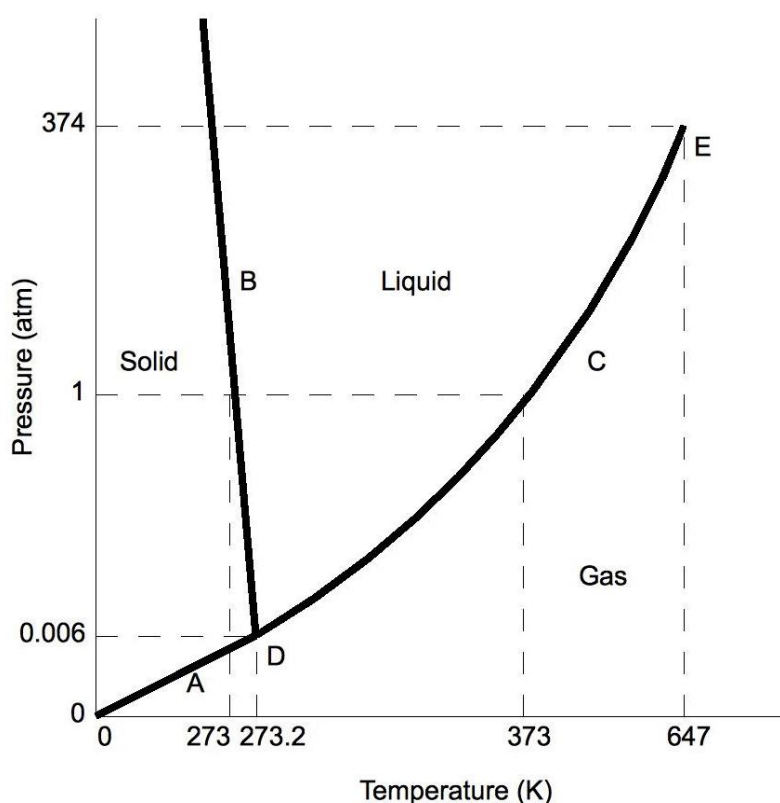
10. ábra: Fázisdiagram általános esetben

Forrás: [http://www.teachersparadise.com/ency/en/wikipedia/p/ph/phase\\_\\_matter\\_.html](http://www.teachersparadise.com/ency/en/wikipedia/p/ph/phase__matter_.html)

Ezek a diagramok alkalmasak arra, hogy egy bolygó légkörében megvizsgáljuk, hogy az ott előforduló légköri összetevők adott hőmérsékleti és nyomási viszonyok között milyen halmazállapotban lehetnek jelen. Azért írtam, hogy lehetnek, nem pedig vannak jelen, mert egyáltalán nem biztos, hogy az egyensúlyi viszonyok valóban fenn is állnak. Ennek ellenére is hasznos a fázisdiagramok tanulmányozása, segítségükkel meghatározható, hogy a viszonyok változásával történik-e fázisátalakulás egy-egy anyag esetében, vagyis van-e anyagkiválás, csapadékképződés.

A Föld légkörében az egyetlen csapadékot képező anyag a víz. A víz fázisátalakulásait jól ismerjük, és a fázisdiagram egyszerűen megszerkeszthető. Ezt a fázisdiagramot mutatja a 11. ábra. Az „A” betűvel jelölt görbe a szilárd és gáz fázisokat választja el, ez a szublimációs görbe. „B” jelöli a fagyási, „C” pedig a párolgási, vagy kondenzációs görbét. A „D” pont adja meg a hármaspontot, az „E” pedig a kritikus pontot (*Chemwiki*). Az ábráról leolvasható, hogy a víz kritikus hőmérséklete 647 K. A Földön ennél magasabb hőmérséklet nem fordul elő, így nem zárható ki a cseppfolyós víz vagy a szilárd jég jelenléte. Ha 1 bar nyomás mellett nézzük a hőmérsékletváltozást, amely érték megfelel a földi átlagos tengerszinti légnyomásnak, azt látjuk, hogy végbemegy egy fázisátalakulás 273 K-en (fagyáspont), és egy újabb 373 K-en

(forráspont). Egyensúlyi állapotban tehát a fagyásponton például a szilárd és a folyadék fázis együttesen van jelen, efölött viszont csak folyékony, alatta pedig csak szilárd halmazállapotban van a víz. Ebből adódóan egy vízcseppnek, ha hőmérséklete a fagyáspont alá süllyed, egyensúlyi esetben át kell alakulnia szilárd jéggé. A légkörben azonban tudjuk, hogy ez nagyon gyakran csak jóval a fagyáspont alatt következik be, ez a túlhűtés jelensége. A fázisátalakulásokat a valóságban tehát gyakran befolyásolják egyéb légköri jelenségek, így azok nem köthetők egyértelműen az állapothatározók meghatározott értékeihez.



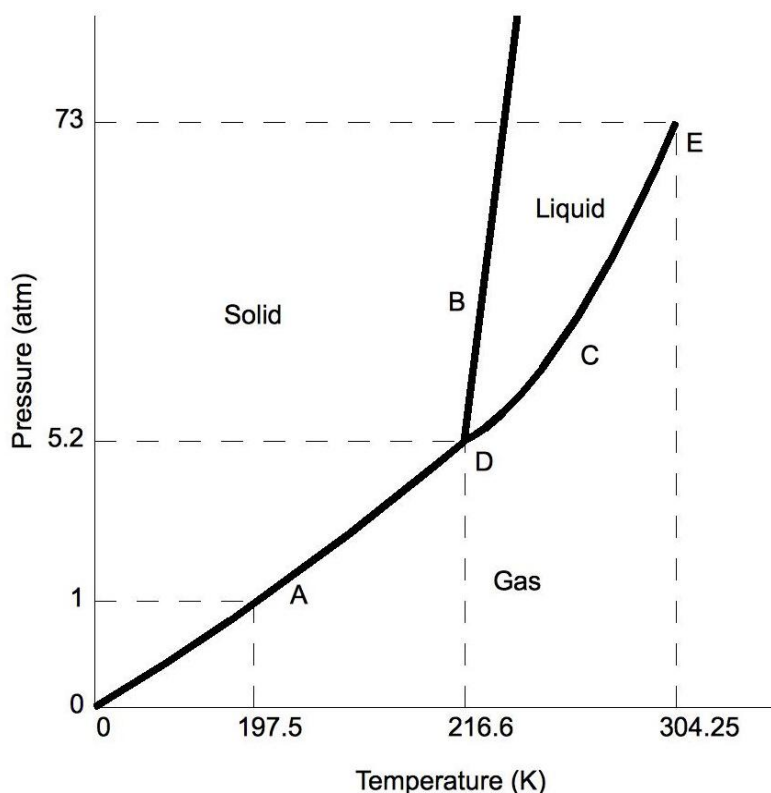
11. ábra: A víz fázisdiagramja

Forrás: [http://chemwiki.ucdavis.edu/Physical\\_Chemistry/Physical\\_Properties\\_of\\_Matter/Phase\\_Transitions/Phase\\_Diagrams](http://chemwiki.ucdavis.edu/Physical_Chemistry/Physical_Properties_of_Matter/Phase_Transitions/Phase_Diagrams)

A kőzetbolygók körében a víz kondenzációjára a Föld mellett a Marson is van lehetőség. Itt azonban mások a körülmények, mint bolygónkon. A második fejezetben található 1. táblázatból kiolvashatjuk, hogy a Marson a felszíni légnyomás csupán 0,00636 bar, felfelé haladva a légkörben pedig egyre csak csökken. A víz fázisdiagramját szemlélve azt látjuk, hogy a hármaspont épp 0,006 atmoszféra nyomáson található, ez alatt pedig, bármilyen hőmérsékletet nézünk, a víz csak két fázisában lehet jelen, szilárd vagy gáz halmazállapotban. A Marson a hőmérséklet körülbelül 135 K és 300 K között ingadozhat, így lehetséges a vízjég szublimációja,



vagy depozíciója. A felszíni légnyomás kevéssel a hármasponthoz tartozó nyomás fölött van, így a víz folyékony halmazállapotban is előfordulhat, viszont csak egy rendkívül szűk hőmérsékleti tartományban stabil. Még egy anyagot meg kell vizsgálni a Mars esetében, a széndioxidot. Nézzük meg a széndioxid fázisdiagramját!



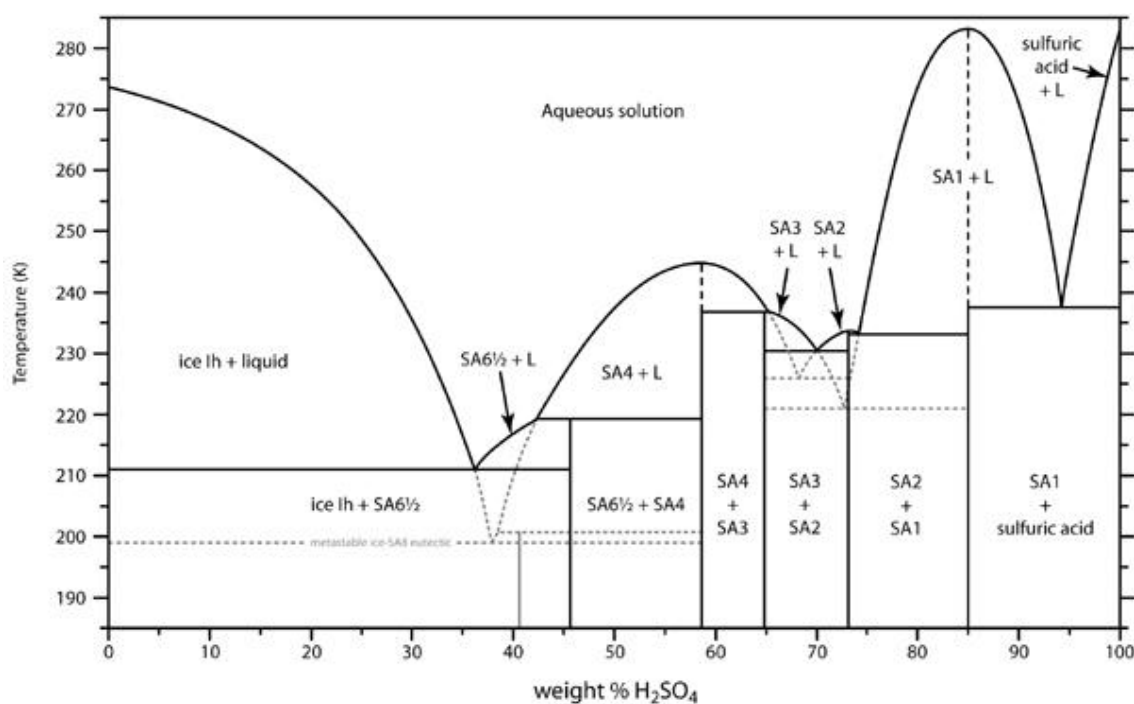
12. ábra: A széndioxid fázisdiagramja

Forrás: [http://chemwiki.ucdavis.edu/Physical\\_Chemistry/Physical\\_Properties\\_of\\_Matter/Phase\\_Transitions/Phase\\_Diagrams](http://chemwiki.ucdavis.edu/Physical_Chemistry/Physical_Properties_of_Matter/Phase_Transitions/Phase_Diagrams)

Láthatjuk az ábrán, hogy a széndioxid hármaspontja 5,2 atmoszféra nyomáson található, ami sokkal nagyobb, mint a Mars felszíni nyomása, így ott a széndioxid csak két fázisban fordulhat elő. Az ábra nem arányos, így nem tudjuk leolvasni a kérdéses nyomáshoz tartozó fázisátalakulási pontot. Egyéb forrásból ez az érték 150 K körüli, ez esetben pedig arra következtethetünk, hogy a Marson a széndioxid fázisátalakulására is van lehetőség. Ugyanezt megnézhetjük a Földre is. 1 bar nyomáson még mindig jóval a hármaspont alatt vagyunk, így folyékony széndioxid a Földön sem jelenhet meg. A fázisátalakulási pont az ábra alapján 197,5 K. Bár a Földön mértek már ehhez hasonló értékeket, ilyen alacsony hőmérsékletek azonban ritkán, és csak meghatározott helyeken fordulhatnak elő.

A többi bolygó esetében a fázisok vizsgálata több nehézséget okoz. Nem minden anyagnak ismerjük olyan részletesen a fázisdiagramját, mint a vizét, vagy a

széndioxidét. A bolygó légkörökben ráadásul gyakran összetett rendszereket kell vizsgálni. Ilyen esetekben, még ha ismerjük is az egyes összetevők fázisdiagramjait, a teljes rendszer leírását általában nem tudjuk megadni. A légkört alkotó anyagok sokszor kémiai reakcióba is lépnek egymással, ami tovább nehezíti az elemzést. Ezen kívül sok anyag sokkal kevésbé stabil, mint a víz, így meghatározott körülmények között bomlik. A kénsav például, ami a vénuszi csapadék alkotója, már a forráspontja közelében elbomlik. A következő fázisdiagram a kénsav hidrátjaira vonatkozik.



13. ábra: A kénsav-víz rendszer fázisdiagramja

Forrás: [http://www.homepages.ucl.ac.uk/~ucfbanf/sulfuric\\_acid\\_hydrates.htm](http://www.homepages.ucl.ac.uk/~ucfbanf/sulfuric_acid_hydrates.htm)

Az ammónia, amely a gázbolygók légkörének fontos összetevője, könnyedén disszociál nitrogénre és hidrogénre. Kritikus pontja 111,5 atmoszféra mellett 405 K, ilyen magas hőmérséklet az óriásbolygók légkörében nem fordul elő. A metán az Uránusz és a Neptunusz magasabb légrétegei mellett a Titán atmoszférájának lényeges alkotója. Hármaspontját a 0,117 bar és 90,68 K értékek adják meg.

## 5. Anyagkiválás a szoláris ködben

Naprendszerünk kora körülbelül 4,6 milliárd évre tehető. Tömegének 99,86%-a a központi csillagában, a Napban koncentrálódik. A maradék 0,14% a bolygók, törpebolygók, kisbolygók, holdak és kisebb égitestek anyagát alkotja. A bolygók egy síkban, direkt irányban keringenek a Nap körül. Összetételüket tekintve két csoportra oszthatók. A Mars és a Jupiter között lévő kisbolygó-övezeten belül, a Naphoz közelebbi régióban helyezkednek el a kőzetbolygók (Merkúr, Vénusz, Föld, Mars), azon kívül pedig a gázbolygók (Jupiter, Szaturnusz, Uránusz, Neptunusz) foglalnak helyet. A kőzetbolygókat a viszonylag kisebb méret és nagyobb átlagsűrűség jellemzi, fő alkotóik a szilícium, az alumínium, a vas, a kalcium és a magnézium oxidjaiból felépülő ásványok (*Bérczi, 1991*). A gázbolygók ezzel szemben lényegesen nagyobbak, átlagsűrűségük kisebb és különböző gázokból állnak. Szilárd felépítésű holdak kísérik őket, amelyeken a leggyakoribb, kristályokat alkotó komponens a vízjég, ezen kívül nagy mennyiségben tartalmaznak szilikátokat is, amelyek a víz jelenlétéből adódóan hidratált formában vannak jelen.

Ez az összetételbeli övezetesség az egész Naprendszerben megfigyelhető. Hogy hogyan alakult ki ez az övesség, az a Naprendszer kialakulásának kezdeti szakaszában, a Nap születésének idején lejátszódó folyamatokban keresendő.

A Naprendszer egy csillagközi gázfelhőben kezdett formálódni. Kozmikus hatások sűrűsödéseket indítottak el a felhőben, góccok alakultak ki, amelyek egyikéből további összehúzódások révén létrejött egy fiatal csillag, a Nap. Benne sűrűsödött a kozmikus felhő legnagyobb tömege, a maradék anyag pedig egy horizontálisan kiterjedt, korong alakú szerkezetet vett föl a központi csillag körül. Ezt a szerkezetet nevezzük protoplanetáris diszknek, vagy szoláris ködnek. Ez, a kezdetben gáz halmazállapotú anyag képezte a később kialakuló bolygórendszer alapanyagát.

A diszkben a hőmérséklet a Naptól távolodva csökkent, valamint az idő multával is hűlt a rendszer. Utóbbi eredményeként olyan hőmérsékleti viszonyok alakultak ki a protoplanetáris ködben, hogy abban kristálykiválások indultak meg. Ez a folyamat egy fajta kondenzáció. Hogy hol, a Naptól való mekkora távolságban milyen anyagok váltak ki, azt elsősorban a köd hőmérséklet-eloszlása határozta meg.

## 5.1 Kémiai kristályosodás

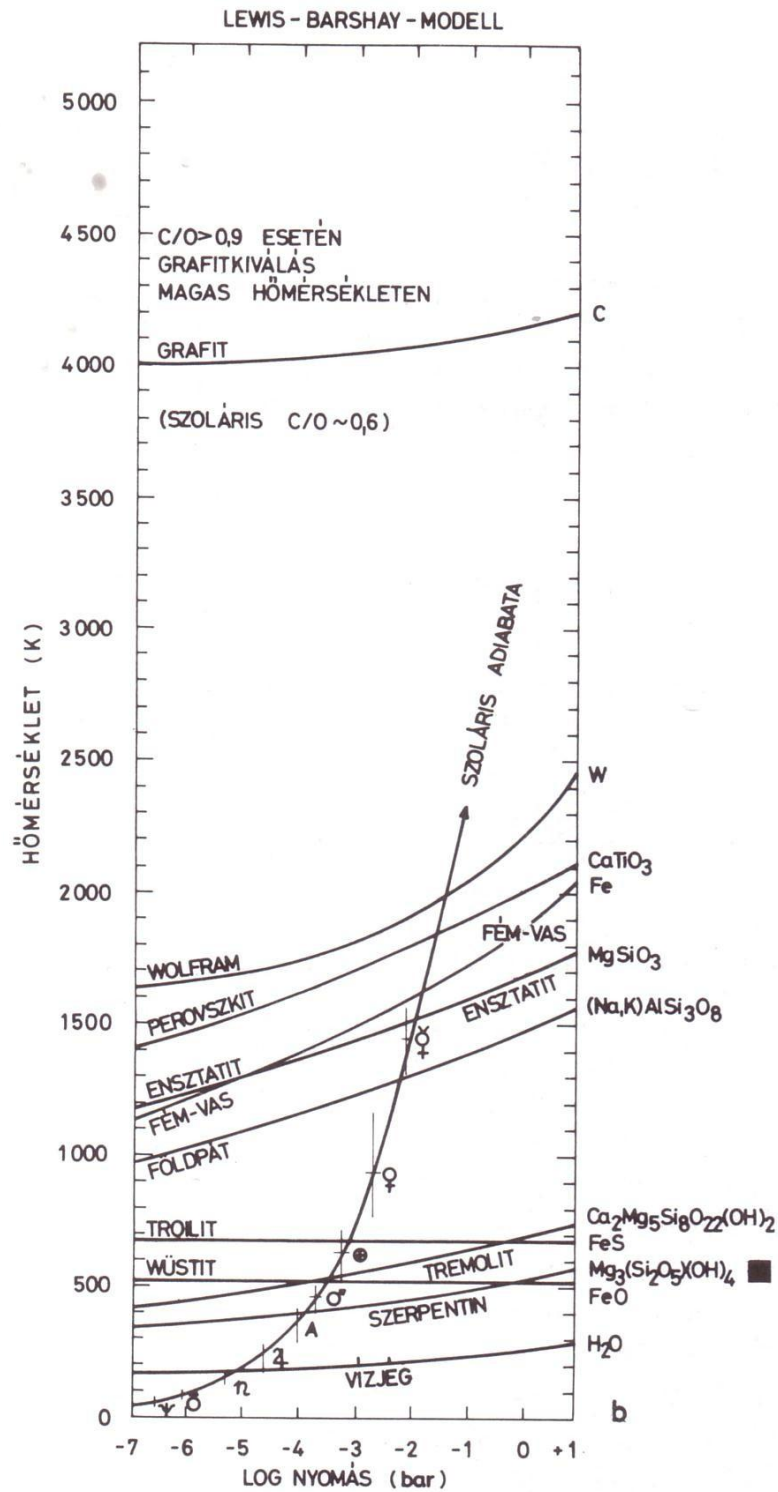
Ahhoz, hogy az első ásványzemcsék megjelenjenek a Napot körülvevő szoláris ködben, annak 2000 K alá kellett hűlnie a legforróbb, a Naphoz legközelebbi régiókban is. A kiválást a nyomásviszonyok is befolyásolják, ezeket a hőmérséklet mellett szintén fontos figyelembe venni a folyamat modellezésénél. A jelenlévő elemek koncentrációját a kozmikus elemgyakoriság adja. A kondenzációt egy kiválási sorral írhatjuk le, ami azt mutatja meg, hogy meghatározott nyomási és hőmérsékleti viszonyok mellett, a Naptól távolodva milyen anyagok, milyen sorrendben jelentek meg. Megkülönböztetünk egyensúlyi és nem-egyensúlyi kondenzációt. Egyensúlyi kondenzáció esetén a létrejött részecskék minden hőmérsékleten egyensúlyban vannak a szoláris köddel, a nem-egyensúlyi folyamat során viszont ezek kialakulásuk után elvonódnak a rendszerből. A meteoritok összetételét vizsgálva arra következtethetünk, hogy nagyobb valószínűséggel az egyensúlyi folyamat volt a domináns (*Bérczi, 1991*).

Az egyensúlyi kondenzáció modellezésénél az Univerzumban leggyakrabban előforduló elemeket vették figyelembe. Ezek a kozmikus elemgyakoriság vizsgálata alapján a H, C, N, O, S, Si, Mg, Fe, Ca, Al, Na, valamint a nemesgázok közül a He, Ne, Ar, ezek közül azonban legfőljebb az Ar kristályosodása játszhat szerepet a külső, hideg zónában (*Bérczi, 1978*).

Ahogy azt korábban említettem, a protoplanetáris diszket a fiatal Naptól való távolodással a hőmérséklet és a nyomás csökkenése jellemezte. Ha megnézzük az előbb felsorolt elemekből felépülő legstabilabb ásványok szublimációs pontjait a nyomás és a hőmérséklet függvényében, és ábrázoljuk ezeket a fázishatárvonalakat, egy ásványkiválási sort kapunk. Ezt metszve a Cameron által becsült szoláris köd-adiabatával, vagyis azzal a görbével, amely a Naptól távolodva a jellemző nyomási és hőmérsékleti viszonyokat adja meg, megkapjuk, hogy a szoláris ködben övezetenként milyen ásványok válhattak ki (*Bérczi, 1991*). Ezt mutatja a Lewis-Barshay-modell, amely a 2000 és 50 K között kiváló, legjelentősebb ásványokat rendszerezi (14. ábra).

A kiválási sort szemlélve észrevehetjük, hogy az két részre osztható. A Naphoz közelebbi régióban, magasabb hőmérsékleten válnak ki a fém-oxidok, amelyek később szilikátokat képeznek. Távollabb, hűvösebb területeken elég alacsony a hőmérséklet ahhoz, hogy olyan vegyületek, mint a víz, az ammónia és a metán szilárd jég részecskékké kondenzálódjanak. A víz az Univerzum leggyakoribb vegyülete,

kondenzációja nagy jelentőségű. Beépülhet az előzőleg kivált szilikátásványokba, és hidrátokat képezhet a metánnal és az ammóniával (Bérczi, 1991).



14. ábra: Lewis és Barshay modellje

Forrás: Bérczi, 1991

Azt a Naptól vett távolságot, ahol megfelelővé válnak a hőmérsékleti viszonyok a vízjég kondenzációjához, tehát ahol a vízjég elkezd kiválni, az angol irodalomban „snow line”-nak nevezik. A fogalmat Hayashi vezette be (1981). Ez az a távolság, amely elválasztja a kőzet- és jeges bolygók kialakulásának régióit. Hayashi, modelljét olyan szoláris ködre alapozta, amely a bolygókeletkezés beindulásához minimális mennyiségű anyagot tartalmaz. Ilyen előírások mellett a vízjég akkor válik ki, amikor a hőmérséklet 170 K alá esik. Hayashi modelljében ez a távolság a Naptól 2,7 csillagászati egységre esik (*Sasselov és Lecar, 2000*). Későbbi vizsgálatok ettől eltérnek, egyesek szerint például a vízjég 1,6-1,8 csillagászati egység távolságban kezd el kicsapódni, éppen a Mars pályája mögött (*Lecar et al., 2006*).

A szoláris ködben a hőmérséklet a térbeli változás mellett időben is változik. Így a kiválási sor egy adott pillanatra térbeli sorrendet, de egy meghatározott térbeli pontra időbeli sorrendet is jelent (*Bérczi, 1978*). Ahogy a szoláris köd hőmérséklete csökken az időben, a kondenzációs vonal – ahol a vízjég kiválása megindul - folyamatosan egyre közelebb kerül a Naphoz, így közelebb is lehetővé válik a vízjég kondenzációja.

A kémiai kristályosodás során kialakult szemcsék rugalmatlan ütközések folyamán csomókba rendeződtek, majd bolygókezdeményekké – planetezimálokká – álltak össze. Ezek további ütközése és összekapcsolódása révén jöttek létre a bolygók. Az ütközések során és a radioaktív elemekből felszabaduló hő differenciálódást indított be a bolygótestek anyagában, amely azok tömegétől függően hosszabb, vagy rövidebb ideig tartott (*Bérczi, 1991*).

Megfigyelhető, hogy a kémiai kristályosodás vizsgálata során kapott eredmények jól összeegyeztethetőek a bolygók kémiai összetételével és a Naprendszer övességével. Egy adott hőmérsékleti intervallumban kivált anyagok alkotják a fő összetevőit az abban az övben formálódó bolygónak, vagy egyéb objektumoknak.

## **6. „Havazások” a Naprendszerben – Összefoglalás**

Az előbbieken áttekintettem, milyen kondenzációs folyamatok mehetnek végbe a bolygók légköreiben, és milyen anyagok válhatnak ki a fiatal Nap légkörében. Ezeket szeretném még egyszer összefoglalni.

Láttuk, hogy a bolygók légkörei nagyon különbözőek, változatosak. Azt mondhatjuk, hogy minden számottevő légkörrel rendelkező bolygón, vagy holdon találunk olyan kondenzációs folyamatokat, amelyek felhők, ködök képződéséhez, vagy esetleg egyéb, felszíni kicsapódáshoz vezetnek. A légkörök változatosságából adódóan a kicsapódó anyagok is különbözőek. A földi havazáshoz hasonló jelenséget csak a Marson tapasztaltunk, de a légkörökben számos egyéb anyag is képes kicsapódni, és ezeket a jelenségeket, a bevezetésben meghatározott definíció alapján szintén havazásnak tekintjük.

A Marson tehát, bár számottevően kevesebb vizet tartalmaz a légkör, mint a Földön, jelen van a vízgőz kondenzációja. Rendszeresen keletkeznek vízjég-felhők, amelyek morfológiailag a földi cirrusokra hasonlítanak, és nagy változékonyságot mutatnak. Az utóbbi években ezekből a felhőkből hulló hópelyheket is sikerült azonosítani. A vízgőz a felszínen is kicsapódik, évszakos deret alkot, valamint a pólussapkák anyagának egyik összetevője. A másik kondenzációra képes anyag a Mars légkörében a széndioxid. A széndioxid kristályok kiválásához rendkívül alacsony hőmérséklet szükséges, ezért csak helyenként van rá lehetőség. Főleg a sarki területeken jellemzőek, a felszínhez közeli légrétegekben, de jóval magasabban, a felső légkörben is sikerült azonosítani széndioxid-felhőket. Emellett a széndioxidjég a poláris sapkák másik alkotó anyaga.

A Vénusz légkörének összetétele és viszonyai a kénsav kialakulásának kedveznek. Kéndioxidból és vízből keletkezik fotokémiai úton, és három rétegben alkot felhőket. Ezekből a felhőkből kénsaveső esik, amely azonban soha nem éri el a felszínt, mert időközben elpárolog.

A Jupiter és a Szaturnusz felhőszerkezete nagyon hasonló. Mindkét bolygó légkörében háromféle anyag csapódik ki, három eltérő rétegben. Legalacsonyabban vízfelhők keletkeznek. Ezek fölött ammónium-hidroszulfid részecskékből álló felhők jönnek létre, majd magasabban az ammónia kondenzációjára van lehetőség. A Szaturnuszon a felhők rétegei vastagabbak. Korábbi tanulmányok arra utalnak, hogy az ammóniafelhők adhatnak gyenge csapadékot. A Jupiter légkörét modellezve feltételezhető, hogy a vízfelhőkből is hullik csapadék.

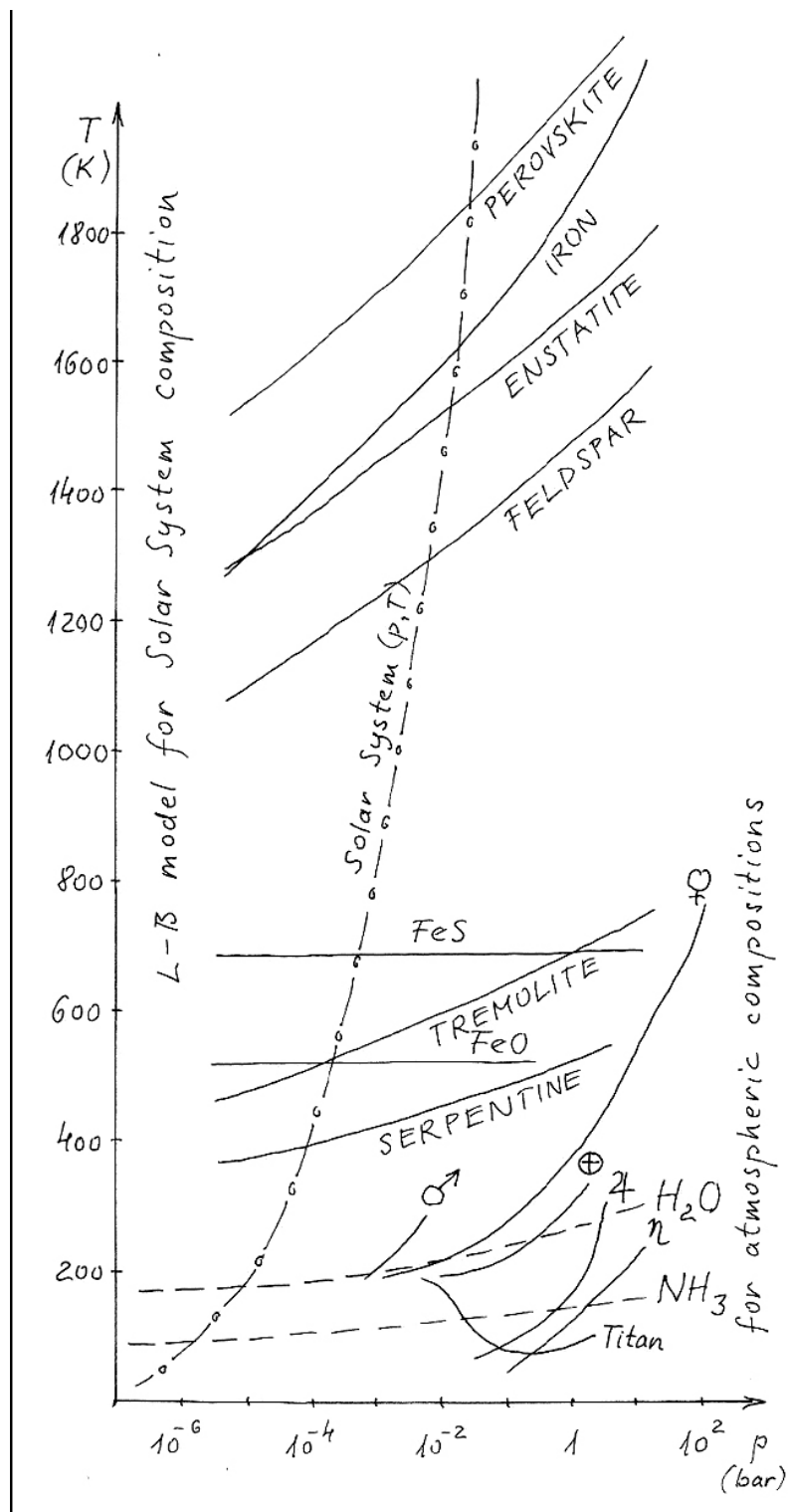
Az Uránusz és a Neptunusz szintén sokban hasonlít egymáshoz. Összetett felhőszerkezettel rendelkeznek, ahol, akár csak a Naphoz közelebbi két óriásbolygónál, három felhőréteg különül el. Ezek a troposzféra alsó rétegeitől felfelé haladva rendre a víz-, az ammónium-hidroszulfid- és a metánfelhők.

A bolygók mellett tárgyaltam még a Szaturnusz legnagyobb holdját, a Titánt, amely állandó, sűrű légkörrel rendelkezik. Ebben a légkörben szénhidrogének csapódnak ki és alkotnak felhőket. A felhők változékonyak, elhelyezkedésük szórványos, anyaguk nagy valószínűséggel főként metán és etán. A felszint helyenként ugyanezen anyagokból álló tavak borítják. A Titán az egyetlen égitest a Naprendszerben, ahol a Föld hidrológiai ciklusával analóg jelenséget sikerült megfigyelni. A víz szerepét itt a metán tölti be. A felszínről a légkörbe párolog, ott felhőket alkotva kicsapódik, eső formájában lehullik, majd a folyókon keresztül a tavakba jut.

A bolygólégköri kicsapódásokkal párhuzamba hozhatók a Naprendszer kialakulása kezdetén a Nap, vagy bármely más napméretű protocsillag légkörében bekövetkező anyagkiválások. Ezek szintén kondenzációs folyamatok. Több vonalban mennek végbe. A Naphoz közelebbi régiókban különböző ásványszemcsék jönnek létre, mint például a wolfram, perovszkit, enstatit, vas, földpát, triolit, wüstit, tremolit, szerpentin. Távolabb a legfontosabb kondenzációs termék a vízjég.

Összegezve ezeket a folyamatokat azt látjuk, hogy minden esetben kondenzáció megy végbe, amely elsősorban a hőmérséklet és a nyomás függvénye. A 15. ábra a különböző skálájú folyamatokat rendszerezi. Ez az ábra egy egyesített nyomás-hőmérséklet diagram, amely összefoglalja a Naprendszerben előforduló havazásokat. Görbék jelölik az egyes bolygókra, úgy mint a Vénuszra, a Földre, a Marsra, a Jupiterre, a Szaturnuszra, valamint a Titánra, és a Nap légkörére jellemző viszonyokat. Ezek két elkülöníthető régiót jelölnek ki, amelyeket eltérő nyomási és hőmérsékleti viszonyok jellemeznek. Látható, hogy a Nap esetében egy sokkal szélesebb skálán, és több vonalban ment végbe a kondenzáció. A bolygólégkörökben ezzel szemben, az előbbieket alapján, egy, kettő, vagy három szinten csapódnak ki anyagok. Az ábrán láthatóak a főbb ásványok, valamint a víz és az ammónia fázishatárvonalai. Ahol a görbék metszik a fázishatárvonalakat, ott van lehetőség az adott anyagok kondenzációjára. Az ábráról leolvasható, hogy az ásványok kiválásához sokkal magasabb hőmérsékleti értékekre van szükség. A bolygólégkörökben ezek nem teljesülnek, következésképpen itt ásványok nem jönnek létre. Ezeket a légköröket a könnyen illó anyagok kondenzációja jellemzi.





15. ábra: „Havazások a Naprendszerben”

Forrás: E. Homolya, Sz. Bérczi: „Snowing” on planets and in the Solar System (XXXIII. NIPR Symposium (submitted))

Láthatjuk tehát, hogy a Naprendszerben sokféle anyag kondenzációjára van lehetőség. Ezek a folyamatok közül egyesek rég lejajlottak, mások ma is zajlanak. Lehetséges, hogy az Univerzumban még sok másféle légköri kondenzációs folyamat is létezik, amelyek megismeréséhez talán majd az exobolygó-kutatás révén közelebb juthatunk.

## **7. Köszönetnyilvánítás**

Szeretném megköszönni elsősorban témavezető tanáromnak, dr. Bérczi Szaniszlónak, hogy figyelemmel kísérte munkámat. Hálával tartozom türelméért, értékes tanácsaiért, szakmai kérdésekben és az ábrák elkészítésében nyújtott nélkülözhetetlen segítségéért. Köszönöm továbbá dr. Tasnádi Péternek hogy elvállalta a belső konzulens szerepét, hogy ellenőrizte és jóváhagyta dolgozatomat, és hasznos tanácsokkal látott el. Emellett nagyon sok hálával tartozom dr. Jóvér Bélának, aki a kezdetektől követte dolgozatom alakulását. Köszönöm neki a sok biztatást, a kutatásban, a fázisdiagramok és egyéb szakmai területek megértésében nyújtott kiemelkedő segítségét, valamint hogy ötleteivel és javaslataival gazdagította munkámat.

## 8. Irodalomjegyzék

**Atreya, S. K.; Wong, M. H.; Owen, T. C.; Mahaffy, P. R.; Niemann, H. B.; de Pater, I.; Drossart, P.; Encrenaz, T. (1999): A comparison of the atmospheres of Jupiter and Saturn: deep atmospheric composition, cloud structure, vertical mixing, and origin, Planetary and Space Science, Volume 47, Issue 10-11, p. 1243-1262.**

**Atreya, S. K.; Wong, A. S.; Baines, K. H.; Wong, M. H.; Owen, T. C. (2005): Jupiter's ammonia clouds—localized or ubiquitous?, Planetary and Space Science, Volume 53, Issue 5, p. 498-507.**

**Atreya, S., Kuhn, W. (2006): Cloud structure of the giant planets: condensation and precipitation, European Planetary Science Congress 2006. Berlin, Germany, p.85.**

**Atreya, S. (2007): Titan's Organic Factory, Planetary Science, Vol. 316, p. 843-845.**

**Baines, Kevin H.; Delitsky, Mona L.; Momary, Thomas W.; Brown, Robert H.; Buratti, Bonnie J.; Clark, Roger N.; Nicholson, Philip D. (2009): Storm clouds on Saturn: Lightning-induced chemistry and associated materials consistent with Cassini/VIMS spectra, Planetary and Space Science, Volume 57, Issue 14-15, p. 1650-1658.**

**Barth, E. L.; Rafkin, S. C. (2007): Convection, Clouds and Precipitation on Titan Simulated with the Titan Regional Atmospheric Modeling System (TRAMS), Workshop on Planetary Atmospheres, held November 6-7, 2007 in Greenbelt, Maryland. LPI Contribution No. 1376, p. 14-15.**

**dr. Bartholy Judit, dr. Geresdi István, dr. Matyasovszky István, dr. Mészáros Róbert, dr. Pongrácz Rita, (szerkesztő: dr. Bartholy Judit) (2007): A meteorológia alapjai, I. rész, 2. fejezet, Budapest.**

**Bertaux, Jean-Loup; Vandaele, Ann-Carine; Korablev, Oleg; Villard, E.; Fedorova, A; Fussen, D.; Quémerais, E., Belyaev, D.; Mahieux, A.; Montmessin, F.; Muller, C.; Neefs, E.; Nevejans, D.; Wilquet, V.; Dubois, J. P.; Hauchecorne, A.; Stepanov, A.; Vinogradov, I.; Rodin, A.; Cabane, M.; Chassefière, E.; Chaufray, J. Y.; Dimarellis, E.; Leblanc, F.; Lefèvre, F.; Rannou, P.; van Ransbeeck, E.; Zasova, L.; Forget, F.; Lebonnois, S.; Titov, D.; Rafkin, S.; Durré, G.; Gérard J. C.; Sandel, B. (2007): A warm layer in Venus' cryosphere and high-altitude measurements of HF, HCl, H<sub>2</sub>O and HDO, Nature, Volume 450, Issue 7170, pp. 646-649.**

**Bérczi Szaniszló (1978): Planetológia, Tankönyvkiadó, Budapest, p. 205-220.**

**Bérczi Szaniszló (1991): Kristályoktól bolygótestekig, Akadémiai Kiadó, Budapest, ISBN: 963 05 5842 4, p. 17-20, 159-167.**

**Bérczi Szaniszló, Hargitai Henrik, Illés Erzsébet, Kereszturi Ákos, Opitz Andrea, Sik András, Weidinger Tamás (2002): Bolygólégek Atlasza, ELTE TTK Kozmikus Anyagokat Vizsgáló Űrkutató Csoport, Uniconstant, Budapest-Püspökladány.**

**Carlson, B. E.; Prather, M. J.; Rossow, W. B. (1987): Cloud chemistry on Jupiter, Astrophysical Journal, Part 1, vol. 322, p. 559-572. NASA-supported research.**

**Carlson, Barbara E.; Rossow, William B.; Orton, Glenn S. (1988): Cloud microphysics of the giant planets, Journal of the Atmospheric Sciences, vol. 45, p. 2066-2081.**

**Cimino, J. B.; Elachi, C. (1979): Precipitation on Venus - Properties and possibilities of detection, Journal of the Atmospheric Sciences, vol. 36, p. 1168-1177.**

**Domingue, Deborah L.; Koehn, Patrick L.; Killen, Rosemary M.; Sprague, Ann L.; Sarantos, Menelaos; Cheng, Andrew F.; Bradley, Eric T.; McClintock, William E. (2007): Mercury's Atmosphere: A Surface-Bounded Exosphere, Space Science Reviews, Volume 131, Issue 1-4, pp. 161-186.**

**Esposito, L. W.; Knollenberg, R. G.; Marov, M. Ia.; Toon, O. B.; Turco, R. P. (1983): The clouds are hazes of Venus, IN: Venus (A83-37401 17-91). Tucson, AZ, University of Arizona Press, p. 484-564. NASA-supported research.**

**Francis, Peter (1988): A bolygók, fordította: Guman István, Gondolat Kiadó, Budapest, ISBN: 963 281 872 5, p. 202.**

**Gábris Gyula, Marik Miklós, Szabó József (2004): Csillagászati földrajz, Nemzeti Tankönyvkiadó, Budapest, ISBN: 963 19 5478 1, p. 170.**

**Geresdi István (2004): Felhőfizika, Dialóg Campus Kiadó, Budapest-Pécs, ISBN: 963 9542 09 1, 1-3. fejezet, p. 13-36, 39-53, 71-88.**

**Glandorf, David L.; Colaprete, Anthony; Tolbert, Margaret A.; Toon, Owen B. (2002): CO<sub>2</sub> Snow on Mars and Early Earth: Experimental Constraints, Icarus, Volume 160, Issue 1, p. 66-72.**

**Griffith, Caitlin A.; Hall, Joseph L.; Geballe, Thomas R. (2000): Detection of Daily Clouds on Titan, Science, Volume 290, Issue 5491, pp. 509-513.**

**Griffith, C. A.; Penteado, P.; Baines, K.; Drossart, P.; Barnes, J.; Bellucci, G.; Bibring, J.; Brown, R.; Buratti, B.; Capaccioni, F.; Cerroni, P.; Clark, R.; Combes, M.; Coradini, A.; Cruikshank, D.; Formisano, V.; Jaumann, R.; Langevin, Y.; Matson, D.; McCord, T.; Mennella, V.; Nelson, R.; Nicholson, P.; Sicardy, B.; Sotin, C.; Soderblom, L. A.; Kursinski, R. (2005): The Evolution of Titan's Mid-Latitude Clouds, Science, Volume 310, Issue 5747, pp. 474-477.**

**Hofstadter, Mark D.; Butler, B. J.; Gurwell, M. A.; Hesman, B. E.; Devaraj, K. (2008): The Tropospheres of Uranus and Neptune as seen at Microwave Wavelengths, American Astronomical Society, DPS meeting #40, #50.04; Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 40, p.488.**

- Hunten, D. M.; Colin, L.; Hansen, J. E. (1986): Atmospheric Science on the Galileo Mission, Space Science Reviews, vol. 44, no. 3-4, p. 191-240.**
- Jian, J. J.; Ip, W. H. (2006): The annual cycle of CO<sub>2</sub> snow depth at martian polar caps from MOLA data, Lunar and Planetary Science XXXVII, 1777.pdf.**
- Karkoschka, Erich; Tomasko, Martin (2005): Saturn's vertical and latitudinal cloud structure 1991 2004 from HST imaging in 30 filters, Icarus, Volume 179, Issue 1, p. 195-221.**
- Kereszturi Ákos (2007): Éghajlatváltozás a Marson, Légkör, 52. évf., 2. szám, p. 12-17.**
- Knollenberg, R. G.; Hunten, D. M. (1979): Clouds of Venus - Particle size distribution measurements, Science, vol. 203, p. 792-795.**
- Knollenberg, R. G.; Hunten, D. M. (1980): The microphysics of the clouds of Venus - Results of the Pioneer Venus particle size spectrometer experiment, Journal of Geophysical Research, vol. 85, p. 8039-8058.**
- Lecar, M.; Podolak, M.; Sasselov, D.; Chiang, E. (2006): On the Location of the Snow Line in a Protoplanetary Disk, The Astrophysical Journal, Volume 640, Issue 2, pp. 1115-1118.**
- Lengyel Béla, Proszk János, Szarvas Pál (1960): Általános és szervetlen kémia, Tankönyvkiadó, Budapest, III. kiadás, p. 48.**
- Lunine, Jonathan I. (1993): The atmospheres of Uranus and Neptune, Annual review of astronomy and astrophysics., Vol. 31 (A94-12726 02-90), p. 217-263.**
- Lunine, Jonathan I.; Atreya, Sushil K. (2008): The methane cycle on Titan, Nature Geoscience, Volume 1, Issue 3, pp. 159-164.**
- Mihalka, K.; Atreya, S. K.; Egeler-Dowd, P. (2009): Cloud Structure of Uranus and Neptune, American Geophysical Union, Fall Meeting 2009, abstract #P33B-1283.**
- Palotai, Cs.; Dowling, T. (2005): Evolution of Water and Ammonia Clouds in the EPIC Jupiter Model, American Astronomical Society, DPS meeting #37, #22.04; Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 37, p.661.**
- Pätzold, M.; Häusler, B.; Bird, M. K.; Tellmann, S.; Mattei, R.; Asmar, S. W.; Dehant, V.; Eidel, W.; Imamura, T.; Simpson, R. A.; Tyler, G. L. (2007): The structure of Venus' middle atmosphere and ionosphere, Nature, Volume 450, Issue 7170, pp. 657-660.**
- Pintassilgo, C. D.; Loureiro, J. (2009): Production of hydrocarbons and nitriles using a N<sub>2</sub>-CH<sub>4</sub> afterglow plasma for simulation of Titan's atmosphere, Planetary and Space Science, Volume 57, Issue 13, p. 1621-1630.**

- Regent, B.; Blamont, J. (1980): The structure of the clouds of Venus - Results of the Pioneer Venus nephelometer experiment, Journal of Geophysical Research, vol. 85, Dec. 30, p. 8089-8105.**
- Rages, Kathy (2008): Monitoring Active Atmospheres on Uranus and Neptune, HST Proposal ID #11630. Cycle 17.**
- Rannou, P.; Montmessin, F.; Hourdin, F.; Lebonnois S. (2006): The Latitudinal Distribution of Clouds on Titan, Science, Vol. 311, no. 5758, pp. 201 – 205.**
- Rákóczi Ferenc (1998): Életterünk a légkör, Mundus Magyar Egyetemi Kiadó, Budapest, ISBN: 963 8033 48 7, p. 237-239.**
- Roos-Serote, M.; Drossart, P.; Encrenaz, Th.; Carlson, R. W.; Leader, F. (1999): Constraints on the Tropospheric Cloud Structure of Jupiter from Spectroscopy in the 5- $\mu$ m Region: A Comparison between Voyager/IRIS, Galileo/NIMS, and ISO-SWS Spectra, Icarus, Volume 137, Issue Icarus, pp. 315-340.**
- Sasselov, D. D.; Lecar, M. (2000): On the Snow Line in Dusty Protoplanetary Disks, The Astrophysical Journal, Volume 528, Issue 2, pp. 995-998.**
- Schaefer, L.; Fegley, B. (2003): Metallic Snow in the Venusian Highlands, American Astronomical Society, DPS meeting #35, #37.08; Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 35, p.984.**
- Seiff, Alvin; Kirk, Donn B.; Knight, Tony C. D.; Young, Richard E.; Mihalov, John D.; Young, Leslie A.; Milos, Frank S.; Schubert, Gerald; Blanchard, Robert C.; Atkinson, David (1998): Thermal structure of Jupiter's atmosphere near the edge of a 5- $\mu$ m hot spot in the north equatorial belt, Journal of Geophysical Research, Volume 103, Issue E10, p. 22857-22890.**
- Sromovsky, L. A.; Fry, P. M. (2002): Jupiter's Cloud Structure as Constrained by Galileo Probe and HST Observations, Icarus, Volume 157, pp. 373-400.**
- Temma, T.; Chanover, N. J.; Simon-Miller, A. A.; Glenar, D. A.; Hillman, J. J.; Kuehn, D. M. (2005): Vertical structure modeling of Saturn's equatorial region using high spectral resolution imaging, Icarus, Volume 175, Issue 2, p. 464-489.**
- Tomasko, M. G.; Archinal, B.; Becker, T.; Bézard, B.; Bushroe, M.; Combes, M.; Cook, D.; Coustenis, A.; de Bergh, C.; Dafoe, L. E.; Doose, L.; Douté, S.; Eibl, A.; Engel, S.; Gliem, F.; Grieger, B.; Holso, K.; Howington-Kraus, E.; Karkoschka, E.; Keller, H. U.; Kirk, R.; Kramm, R.; Küppers, M.; Lanagan, P.; Lellouch, E.; Lemmon, M.; Lunine, J.; McFarlane, E.; Moores, J.; Prout, G. M.; Rizk, B.; Rosiek, M.; Rueffer, P.; Schröder, S. E.; Schmitt, B.; See, C.; Smith, P.; Soderblom, L.; Thomas, N.; West, R. (2005): Rain, winds and haze during the Huygens probe's descent to Titan's surface, Nature, Volume 438, Issue 7069, pp. 765-778.**

**Tomasko, M. G.; Doose, L.; Engel, S.; Dafoe, L. E.; West, R.; Lemmon, M.; Karkoschka, E.; See, C. (2008): A model of Titan's aerosols based on measurements made inside the atmosphere, Planetary and Space Science, Volume 56, Issue 5, p. 669-707.**

**Zasova, L.V. (2006): Atmospheric structure and cloud properties on Venus, European Planetary Science Congress 2006. Berlin, Germany, 18 - 22 September 2006., p.485.**

Felhasznált weboldalak:

**ChemWiki: Phase diagrams**

[http://chemwiki.ucdavis.edu/Physical\\_Chemistry/Physical\\_Properties\\_of\\_Matter/Phase\\_Transitions/Phase\\_Diagrams](http://chemwiki.ucdavis.edu/Physical_Chemistry/Physical_Properties_of_Matter/Phase_Transitions/Phase_Diagrams)

**Emily Lakdawalla (2008): MESSENGER Scientists 'Astonished' to Find Water in Mercury's Thin Atmosphere**

[http://www.planetary.org/news/2008/0703\\_MESSENGER\\_Scientists\\_Astonished\\_to.html](http://www.planetary.org/news/2008/0703_MESSENGER_Scientists_Astonished_to.html)

**Journey Through the Galaxy**

<http://burro.astr.cwru.edu/stu/advanced/index.html>

**Venus (2006):** <http://burro.astr.cwru.edu/stu/advanced/venus.html>

**Kereszturi Ákos (2006): A legmagasabb felhők a Naprendszerben**

<http://www.origo.hu/tudomany/vilagur/20060906alegmagasabb.html>

**Kereszturi Ákos (2008a): Egy 30 éve várt felvétel: hajnali dér a Marson**

<http://www.origo.hu/tudomany/vilagur/20080821-vizjeg-a-marson-hajnali-deret-fotozott-a-phoenix.html>

**Kereszturi Ákos (2008b): Először figyeltek meg hóesést a Marson**

<http://www.origo.hu/tudomany/vilagur/20080930-havazik-a-marson.html>

**Kereszturi Ákos (2009): Metáneső hullik és áradnak a tavak egy távoli világon**

<http://www.origo.hu/tudomany/vilagur/20090201-titan-aradnak-az-eso-taplalta-metantavak-a-szturnusz-holdjanak-sarkvideken.html>

**Nancy Atkinson (2008): Snow on Mercury?**

<http://www.universetoday.com/2008/05/07/snow-on-mercury/>

**NASA (2007): Cassini Images Mammoth Cloud Engulfing Titan's North Pole**

[http://www.nasa.gov/mission\\_pages/cassini/media/cassini-20070201.html](http://www.nasa.gov/mission_pages/cassini/media/cassini-20070201.html)

**NSSDC**

<http://nssdc.gsfc.nasa.gov>

**Shade Tree Physics (2010): Venus Atmosphere Temperature and Pressure Profiles**  
<http://www.datasync.com/~rsf1/vel/1918vpt.htm>

**SpaceRef (2008): NASA Cassini Image: Radar Images Titan's South Pole**  
<http://www.spaceref.com/news/viewsr.html?pid=26627>